MEIR H. DEGANI

ASTRONOMIA

simplificada

EDICIONES 

ASTRONOMIA SIMPLIFICADA

EDICION REVISADA

por

MEIR H. DEGANI, Sc.D.

PRESIDENTE DEL DEPARTAMENTO DE CIENCIAS DE LA UNIVERSIDAD DEL ESTADO DE NUEVA YORK, MARITIME COLLEGE



UNA PUBLICACION MINERVA—DOUBLEDAY

COMPAÑIA GENERAL DE EDICIONES, S. A.

MEXICO, D. F.

1969

CONTENIDO

CAPITULO IX

LAS GALAXIAS

CAPITULO X

EL SISTEMA SOLAR

CAPITULO XI

LOS PLANETAS INTERIORES

CAPITULO XII

LA TIERRA Y SU LUNA

BREVE HISTORIA DE LA ASTRONOMIA

La historia de la Astronomía puede convenientemente dividirse en tres períodos: el Geocéntrico, el Galáctico, y el Universal. Tuvo el primero su comienzo en la historia antigua, y vino a cerrarse en el siglo XVI. El segundo se extiende del siglo XVII al XIX. Y el tercero empezó y continúa en el siglo actual.

EL PERIODO GEOCENTRICO

Los primeros astrónomos creyeron que la Tierra estaba en el centro del Universo; y supusieron que el Sol, la Luna y las estrellas giraban alrededor de esa Tierra estacionaria. Su interés, difícilmente científico en nuestro sentido del término, era principalmente sobre cuestiones prácticas, sobre la relación real y supuesta de los eventos celestes con los de la Tierra; en la exploración de los cielos en búsqueda de las claves de los presagios buenos y malos.

Aun así, se hicieron entonces descubrimientos notables. Se desarrolló el calendario con gran precisión. La ruta aparente del Sol entre las estrellas —la eclíptica— se definió cuidadosamente. Se determinó el ciclo completo de los eclipses solar y lunar. Y tan temprano como el siglo segundo a. de C., se comprendió bien el movimiento del eje de la Tierra.

La gran figura de Nicolás Copérnico (1473-1543) está íntimamente asociada con el fin del primitivo período Geocéntrico en el siglo XVI.

EL PERIODO GALACTICO

Puede decirse que en este periodo tuvo su principio la Astronomía Moderna. Copérnico demostró que la Tierra, lejos de ser el centro del Universo, era solamente uno de los planetas que giran alrededor del Sol central. Lejos de ser única, se encontró que la Tierra era más bien un planeta ordinario, haciendo movimientos ordinarios de una manera ordinaria.

Y verdaderamente, se puso de manifiesto que el mismo Sol central era solamente una estrella entre las multitudes de los cielos, una entre una vasta galaxia de estrellas semejantes en todas direcciones alrededor nuestro: algunas mayores, otras menores, algunas más pesadas, otras más ligeras que nuestro Sol.

En este período fue creciendo y se fue haciendo más científico el enfoque, motivado mayormente por el deseo de conocer, de entender las leyes básicas que gobiernan el movimiento de los cuerpos celestes; y de explicar lo que el ojo veía.

El progreso desde el siglo XVI hasta el XIX fue el resultado de la combinación efectiva de la observación ampliada, los instrumentos mejorados, y el trabajo del genio científico.

Observación. Grandes cantidades de datos de importancia fundamental fueron penosamente reunidos por observadores cuidadosos, entre los cuales descuella el gran nombre de Tycho Brahe (1546-1601).

Instrumentos. La introducción del telescopio en 1610 por Galileo Galilei fue, por supuesto, piedra miliar del desarrollo de la ciencia de la Astronomía como lo fue la posterior invención e introducción del espectroscopio. Los dos instrumentos se complementan mutuamente: el telescopio nos permite ver las estrellas con mayor claridad; el espectroscopio analiza la luz de las estrellas, proveyéndonos de mucha información sobre las mismas.

Genio. Como toda ciencia, la Astronomía para su adelanto requiere la labor de grandes inteligencias que sean capaces de aplicar a los datos observados perspicacia, imaginación, intuición, así como también gran erudición. Talentos así fueron Johannes Kepler (1571- 1630) y Sir Isaac Newton (1642-1727): Kepler por el descubrimiento de las leyes del movimiento planetario, y Newton por el descubrimiento de la Ley Universal de la Gravitación.

EL PERIODO UNIVERSAL

Se hizo claro ahora que la galaxia de estrellas a la cual pertenece nuestro Sol es solamente una de muchas galaxias: algunas mayores, otras menores que la nuestra. Se ha dedicado a éstas mucho de la investigación astronómica de la pasada media centuria, en un esfuerzo por lograr una imagen "completa" del Universo. Para este propósito se han construido telescopios cada vez más grandes.

El mayor genio teórico asociado más íntimamente con este período en la conciencia pública (aunque fue principalmente físico y matemático) es el finado Dr. Albert Einstein (1879-1955).

Es éste el periodo astronómico en que vivimos Y lejos está de haber concluido.

CAPITULO I

EL UNIVERSO

PARTE I: BLOQUES DE CONSTRUCCION

INTRODUCCION Y DEFINICION

Desde que el hombre ha sido consciente de sí mismo y del universo que habita, ha visto el cielo con temor y asombro: una fuente de constante e impulsora fascinación. El asombro y el temor engendran el estudio y la ciencia; y de sus iniciales contemplaciones celestes, primitivas e infantiles, cuando el hombre buscó incesantemente dominar la ignorancia y resolver misterios, emergió finalmente la ciencia de la Astronomía.

La Astronomía es la ciencia de la posición, movimiento, constitución, historia, y destino de los cuerpos celestes. En el transcurso de su desarrollo como una ciencia, ha descubierto ya muchas de las leyes que gobiernan esos cuerpos. Pero es tal la naturaleza de la investigación científica que nunca se termina el trabajo; y aquí, como en todas partes, queda un inmensa labor por efectuarse.

POR QUE ESTUDIAR ASTRONOMIA

Cada quien a su manera y para sus propósitos propios, los astrónomos profesionales y los "contempladores de estrellas" aficionados, estudian la ciencia porque rinde información esencial sobre el Universo; y luego esa información se hace útil en numerosas aplicaciones prácticas y científicas.

Pero hacer esta pregunta es como preguntar: "¿Por qué aprender a leer?" Especialmente para el aficionado, hay por ganar algo más que el conocimiento, o la satisfacción de la curiosidad intelectual. Estudiamos Astronomía porque la inteligencia, la mente interrogadora debe hacer preguntas y buscar respuestas; debe saber "¿Por qué?" y descubrir "¿Cómo?" Y desde el principio, siempre que el hombre ha mirado hacia arriba, ahí estaba el cielo, siempre enfrentándolo con problemas al parecer insolubles, siempre retándolo a resolver sus misterios.

En cierto nivel el hombre ha manifestado su reacción ante estos misterios, en la magia y en la mitología, y esto está imbuido permanentemente inmiscuido en el arte, la literatura, y las religiones del mundo. En otro nivel, él ha intentado explicar los fenómenos celestes percibidos por sus sentidos en términos científicos, y esas explicaciones son el tema de la ciencia de la Astronomía.

LOS BLOQUES DE CONSTRUCCION

La "Tierra" donde vivimos es un planeta: uno entre cierto número de planetas que giran alrededor del Sol. El ojo humano es capaz de detectar varios planetas, un satélite (nuestra Luna), varios cientos de estrellas; y, varias veces durante el año, se hacen claramente visibles lluvias de estrellas errantes.

Estrellas, planetas y satélites son algunos de los bloques de "construcción" del Universo. El Universo está compuesto de estos "bloques" de muy parecida manera a la de una comunidad, que está compuesta de casas, iglesias, hospitales.

Entre las distintas clases de cuerpos celestes hay planetas, planetoides, satélites, cometas, meteoros, estrellas y nebulosas. Son éstos los bloques de construcción del Universo; el Universo físico conocido es una inmensa junta de estos bloques. Según lo mejor de nuestro conocimiento, *el Universo consiste, primeramente, de nueve planetas, treinta y un satélites, un vasto número (billones) de estrellas y otras clases de cuerpos celestes.*

PLANETAS

Los planetas son masas grandes, sólidas, casi esféricas, que giran alrededor del Sol en órbitas aproximadamente circulares. El mejor conocido de nosotros es, por supuesto, nuestra propia Tierra. Todos ellos son relativamente fríos y se hacen visibles por la luz reflejada del Sol; algunos pueden verse una vez u otra a simple vista. Tres planetas, sin embargo, sólo pueden verse con la ayuda de un telescopio. A primera vista, los planetas se ven muy parecidos a la multitud de estrellas que cintilan en el cielo; pero un observador puede identificar un planeta al notar que posee una o más de las características siguientes:

A. Los planetas brillan con luz fija, y las estrellas no. La luz que llega a nuestros ojos desde las estrellas parece cambiar rápidamente en color y brillantez. Estos cambios en color y brillantez causan el *centelleo* de las estrellas.

B. Los planetas vagan en el cielo: Un planeta que una vez estaba próximo a una estrella puede posteriormente observarse próximo a otra. Las estrellas, por otra parte, parecen conservar la misma posición relativa respecto a otras estrellas. Véase la Fig. 1. La palabra planeta misma se deriva de una palabra griega que significa "errabundo".

C. Los planetas, cuando se observan por telescopio, se ven como *pequeños discos* de luz. Mientras mayor sea la amplificación, mayor será el diámetro del disco. Las estrellas, aun con el telescopio más grande, se ven sólo como puntos de luz. Aun con el telescopio de 200 pulgadas, se ven como meros puntos, no teniendo diámetro medible.

D. Los planetas pueden hallarse *solamente en una faja angosta* del cielo. Sus movimientos están limitados por las fronteras de esta faja. Las estrellas, por supuesto, pueden hallarse en cualquier parte del cielo.

PLANETOIDES (asteroides)

Los planetoides son cuerpos sólidos pequeños, de forma irregular, que giran, como los planetas mayores, alrededor del Sol, y difieren de los planetas principalmente en tamaño. Se conocen también como Asteroides o Planetas Menores. El planeta más grande, Ceres, tiene un diámetro de 480 millas (810 Km); pero muchos de ellos tienen un diámetro de sólo dos millas (3.4 Km). El primer planetoide fue descubierto el 1º de enero de 1801; desde entonces se han descubierto muchos más. Se estima que pueden fotografiarse aproximadamente 50,000 planetoides con uno de los telescopios grandes.

Ellos, también, brillan por la luz reflejada del Sol; sin embargo, debido a su pequeña superficie, la cantidad de luz reflejada es muy pequeña. No pueden verse sin la ayuda de un telescopio.

SATELITES

Seis de los nueve planetas mayores tienen una o más lunas que giran alrededor de ellos. Estas se llaman satélites. La Tierra tiene solamente una luna (satélite), mientras que el planeta Júpiter, por ejemplo, tiene doce. A la fecha, se han descubierto treinta y un satélites, el último fue descubierto en 1951.

COMETAS

Los cometas son cuerpos celestes de forma única y gran tamaño que aparecen de vez en cuando. Un cometa típico consiste de una esfera luminosa, o cabeza, conectada a un largo y tenue cilindro, o cola, o cauda. La cabeza puede parecer tan grande como el Sol; la cauda describe un arco en el cielo.

A quien observa a simple vista un cometa le parece tan inmóvil como la Luna. Realmente se mueve a velocidades de cientos de millas por segundo. Puede determinarse su velocidad exacta por su posición cambiante respecto a las estrellas fijas.

Hay aproximadamente un millar de cometas conocidos, y cada año se descubren varios nuevos.

La gran mayoría son demasiado débiles para ser vistos por el ojo solo. Los cometas muy grandes son más bien raros; aparecen, en promedio, una o dos veces en la vida de una persona. El más reciente de estos objetos espectaculares apareció en diciembre de 1947.

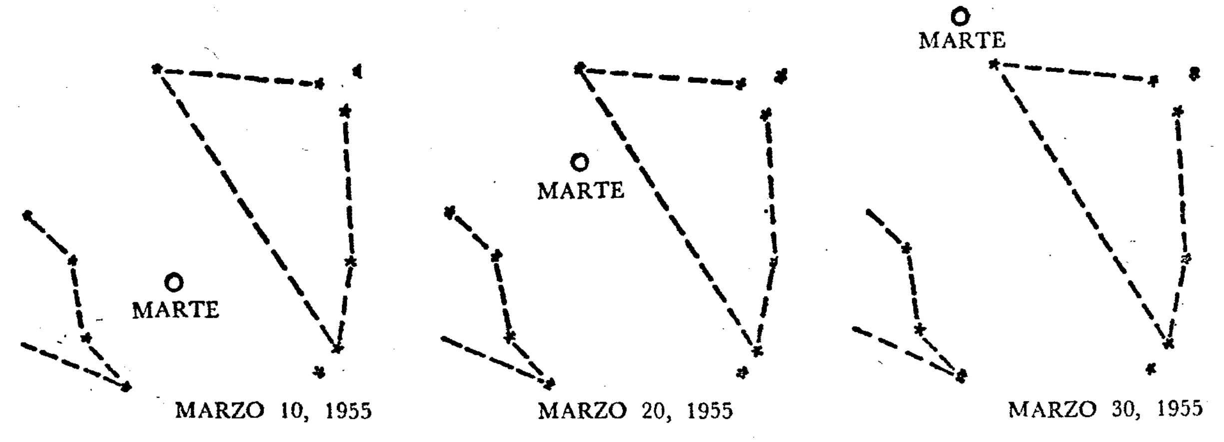


Fig. 1. Vistas de la misma parte del cielo en tres fechas diferentes, marzo 10, marzo 20 y marzo 30, 1955. Nótese que las estrellas conservan la misma posición relativa. El planeta (Marte) ha errado considerablemente en ese tiempo.

De los casi mil cometas conocidos, se sabe que aproximadamente un ciento se mueven en "órbitas cerradas" —esto es, en rutas alargadas y en forma de cigarro. El hecho de que la órbita sea "cerrada", que no tenga principio ni fin, es de gran importancia. Los cometas que se mueven en ellas giran siguiendo continuamente la misma ruta; muchos de ellos han sido observados varias veces durante sus retornos a la vecindad de la Tierra.

Las órbitas de los otros 900 cometas no se conocen con seguridad. Se cree que la mayor parte de éstos también se mueven en órbitas cerradas y que por tanto serán vistos una y otra vez cuando se acerquen a la Tierra, mientras que el resto muy probablemente hagan sólo una aparición en la vecindad de la Tierra, viniendo, quizás, del espacio exterior, haciendo una vuelta en U, y alejándose luego para nunca ser vistos de nuevo.

METEOROIDES *

Los meteoroides son objetos sólidos pequeños (aproximadamente del tamaño de la cabeza de un alfiler), que atraviesan el espacio. Ocasionalmente un grupo de meteoroides es atraído hacia la Tierra y quedan atrapados en su atmósfera. El calor que resulta de este encuentro consume el objeto; el polvo que resulta de esta cremación cae sobre la Tierra. Cientos de toneladas de polvo meteórico descienden cada año. En raras ocasiones grandes meteoroides logran llegar hasta la superficie de la Tierra antes de consumirse. *El fenómeno luminoso que resulta de la entrada del meteoroide a la atmósfera de la Tierra se llama meteoro, o "estrella errante"*, cuyo brillo puede durar algunos segundos.

* Se usa aquí la terminología revisada para los fenómenos meteóricos. Esta revisión fue aprobada por la Unión Astronómica Internacional en 1961.

ESTRELLAS

Las estrellas son grandes globos de gas calentado intensamente, que brillan por su propia luz. En su superficie, alcanzan temperaturas de miles de grados; en su interior las temperaturas son mucho más altas.

A estas temperaturas no puede existir la materia ni en forma sólida ni líquida. Los gases que constituyen las estrellas son mucho más espesos que lo que generalmente son en la Tierra. Los valores extremamente altos de su densidad son debidos a las presiones enormes que prevalecen en su interior.

Las estrellas se mueven en el espacio, aunque su movimiento no es perceptible inmediatamente. No puede detectarse en un año cambio alguno en su posición relativa. Aun en miles de años no parecen las estrellas haberse movido substancialmente. Su configuración actual es casi exactamente la de hace mil años. Esta fijeza aparente es debida a la enorme distancia que nos separa de ellas. A estas distancias le tomaría a las estrellas muchos miles de años hacer un cambio notable en su configuración: Esta *aparente* constancia de posición justifica el nombre popular de "estrellas fijas".

NEBULOSAS

Una nebulosa es una vasta nube compuesta de polvo y gas. Los gases que la componen son extremadamente tenues y de baja temperatura. Las nebulosas no brillan por su propia luz, sino que se hacen visibles por la luz de las estrellas vecinas. (Se conocen éstas como Nebulosas Brillantes.) Cuando son visibles así, a simple vista se miran como una estrella borrosa. Su tamaño y su estructura reales, sin embargo, sólo pueden determinarse con la ayuda de un telescopio. Otras nebulosas son obscuras, obscurecen las estrellas que están detrás de ellas, y no son visibles a simple vista.

PARTE 2 ORGANIZACION

INTRODUCCION

Así, el Universo está compuesto de estrellas, nebulosas, planetas, cometas y otros cuerpos celestes. Aquí, los bloques se ensamblan para formar el plan del Universo.

Los planetas, planetoides, satélites, cometas y meteoritos giran alrededor de una estrella sola: la estrella que llamamos Sol. Juntos forman el Sistema Solar. El Sol, y miles de millones de otras estrellas, forman la comunidad de estrellas conocida como Galaxia, Nuestra Galaxia, o Vía Láctea. El Universo contiene muchas de tales comunidades estelares, o galaxias.

Las distancias estelares son de un orden de magnitud enteramente diferente al de las distancias planetarias: las primeras son enormemente mayores que las últimas.

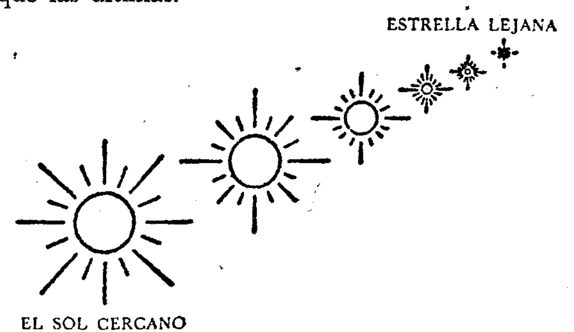


Fig. 2. El Sol es sólo una estrella ordinaria. Todas las otras estrellas se ven pequeñas porque están tan remotas que las vemos solamente como meros puntos de luz.

Las distancias entre las galaxias son aún mayores que las distancias entre las estrellas. Al intentar visualizar distancias inimaginables es indispensable usar una escala. Posteriormente en esta sección se da el plan del Universo en una escala tal.

EL SOL

Aunque pueda no parecerlo, el Sol es precisamente una estrella ordinaria, semejante a numerosas otras estrellas que vemos en el cielo.

El Sol nos parece grande porque está, relativamente hablando, cerca de nosotros. Todas las otras estrellas se ven como pequeños puntos de luz en el cielo porque están muy lejos. Véase la Fig. 2. Nuestro interés en esta estrella (el Sol) resulta del hecho de que la Tierra recibe de ella tanto calor como luz —energía de fundamental importancia para el mantenimiento de la vida. La curva oval de la Figura 4 representa el Universo y el punto la posición del Sol dentro del Universo. (Nótese que la Fig. 4, así como las Figs. 5, 6, y 7, son representaciones simbólicas y no figuras trazadas a escala).

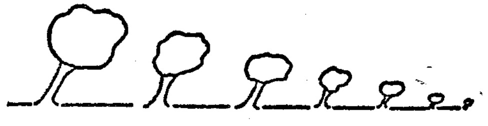


Fig. 3. Otros objetos, también, se ven más pequeños cuando la distancia aumenta. Nótese el tamaño aparente del árbol más distante.

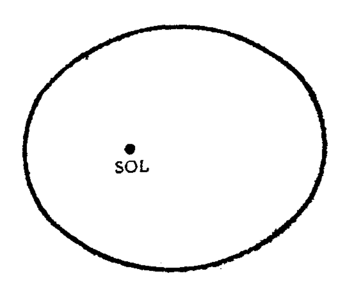


Fig. 4. La curva oval sugiere la circunferencia del Universo entero. El punto representa la posición del Sol.

PLANETAS

Hay nueve planetas que giran alrededor del Sol: Mercurio, Venus, la Tierra, Marte, Júpiter, Saturno, Urano, Neptuno y Plutón. Mercurio es el que está más cerca del Sol, y a una distancia un poco mayor está Venus; luego, la Tierra; y el planeta conocido más distante del Sol es Plutón.

La Tierra está a 93 millones de millas (150.7 millones de kilómetros) del Sol. *A esta distancia se le llama frecuentemente, Unidad Astronómica.* Mercurio está a sólo cuatro décimos de la distancia de la Tierra al Sol. Plutón, el planeta más distante, está a cuarenta veces la distancia de la Tierra. La distancia de Plutón puede decirse como cuarenta veces 150.7 millones de kilómetros, o simplemente como cuarenta Unidades Astronómicas.

Una escala de reducción puede ayudar a visualizar estas distancias. La escala que comúnmente se usa representa la distancia Tierra-Sol de un pie (30.5 cm) de longitud:

93 millones de millas equivalen a un pie; o

1 Unidad Astronómica equivale a un pie.

Sobre esta escala Mercurio está a cuatro décimos de un pie (12.4 cm); y la Tierra está a un pie del Sol. El planeta más lejano está a cuarenta pies del Sol (12.4 m). Una caja circular de cuarenta pies de radio podría contener a todos los planetas. La caja podría ser muy poco profunda porque todos los planetas se mueven aproximadamente en un mismo plano.

EL SISTEMA SOLAR

El Sol y los planetas son los componentes mayores del Sistema Solar. Otros miembros de este sistema son:

1. El ejército de pequeños planetas conocidos como asteroides o planetoides.
2. Las varias lunas, conocidas como satélites, que giran alrededor de seis de estos planetas.
3. Cometas que aparecen de tiempo en tiempo.
4. El vasto número de meteoroides.

El círculo alrededor del punto de la Figura 5 representa el Sistema Solar completo.

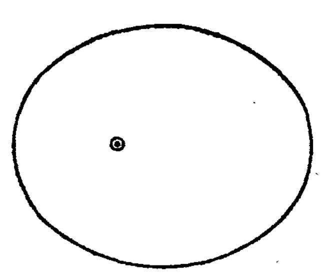


Fig. 5. La curva oval sugiere la circunferencia del Universo completo. El punto y el círculo pequeño representan el Sol y el Sistema Solar, respectivamente.

LAS ESTRELLAS

Las distancias a las estrellas son inmensamente mayores que las distancias a los planetas. Aun la estrella más cercana a nuestro propio Sol está a una distancia de 270,000 Unidades Astronómicas. Usando la escala (un pie representa una Unidad Astronómica, o sea 93 millones de millas), la estrella más próxima a nuestro Sol estaría a una distancia de 50 millas (85 Km).

Habrán de notarse cuidadosamente las dos unidades. Las distancias entre los planetas se dicen en pies, mientras que las distancias entre las estrellas se dicen en millas. Una imagen mental puede ayudar a visualizar esta distinción. El Sol, y todos los planetas, podrían acomodarse en un recinto circular de 40 pies de radio (12.2 m). La estrella más cercana, según nuestra escala, estaría en un lugar situado a 50 millas. Otras estrellas, según nuestra escala, están a distancias de miles y cientos de miles de millas del Sol.

NUESTRA GALAXIA

Estas estrellas forman una gran comunidad llamada Nuestra Galaxia o Galaxia de la "Vía Láctea". Se estima que el número de estrellas de Nuestra Galaxia está próximo a cien mil billones —o dicho de otro modo, a 100×10^9.

La superficie exterior de la Galaxia se compara a menudo con una piedra de amolar o con una lente.

Una vista superior de la Galaxia revelaría su forma circular así como el diseño en espiral formado por las estrellas. Una vista lateral sugeriría su similitud con una lente, a saber, que es gruesa en el centro y se adelgaza hacia las orillas.

Usando de nuevo la escala de un pie, el diámetro del círculo estaría próximo a un millón de millas (1.609×10^6 Km), mientras que el espesor máximo es de sólo casi un sexto del diámetro.

Se representa Nuestra Galaxia en la Figura 6.

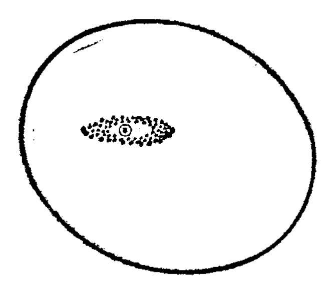


Fig. 6. La curva oval representa la circunferencia del Universo. Nuestra Galaxia se indica dentro del óvalo. El punto y el círculo representan el Sol y el Sistema Solar, respectivamente.

OTRAS GALAXIAS

La nuestra no es la única Galaxia del Universo: muchas han sido descubiertas en años recientes, sorprendentemente semejantes a la nuestra. Las distancias a escala entre ellas son de diez a veinte millones de millas. En la Figura 7 se muestra un esquema del Universo grandemente simplificado.

EL UNIVERSO

El Universo, entonces, consiste de muchas galaxias, así como las galaxias consisten de miles de millones de estrellas. Una de éstas, el Sol, es la estrella alrededor de la cual se mueve nuestra Tierra, del mismo modo que lo hacen los otros planetas de nuestro Sistema Solar.

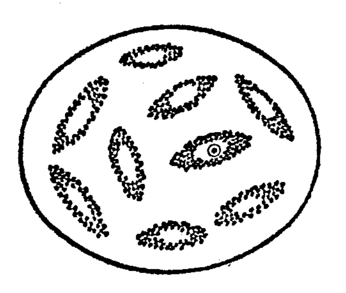


Fig. 7. El Universo "completo" consiste de muchas galaxias. Una, que contiene al Sol, se conoce como Nuestra Galaxia, la Galaxia, o la Galaxia de la Vía Láctea.

BOSQUEJO DEL UNIVERSO EN TERMINOS DE LAS DISTANCIAS REALES

La distancia al Sol es de 93 millones de millas; la distancia a nuestra estrella más cercana, Alpha Centauri, es de 25,000,000,000,000 millas, o sea 25 billones de millas ($1.609 \times 25 \times 10^{12}$ Km). Las estrellas lejanas están inconcebiblemente más remotas.

No se usa la milla como unidad (ni el kilómetro, N. del T.) al tratar con las distancias entre estrellas y galaxias —en su lugar, los astrónomos usan la unidad "año luz": un año luz es la distancia que un rayo de luz recorre en un año. La distancia cubierta por un rayo de luz en un segundo es de 186,000 millas (300,000 Km); por tanto:

Un año luz =

$$186{,}000 \times 60 \left(\frac{\text{segundos}}{\text{minuto}}\right) \times 60 \left(\frac{\text{minutos}}{\text{hora}}\right) \times 24 \left(\frac{\text{horas}}{\text{día}}\right) \times 365\tfrac{1}{4} = 5{,}880{,}000{,}000{,}000 \text{ millas}$$

o sea seis billones de millas (9.6×10^{12} Km), aproximadamente.

La estrella más cercana al Sistema Solar está a 4.3 años luz. El diámetro de Nuestra Galaxia es alrededor de 100,000 años luz; su máximo espe-

sor es de 15,000 años luz. Una distancia media entre las galaxias sería aproximadamente de un millón de años luz.

El Sol está a sólo una pequeña fracción de año luz de la Tierra. La distancia al Sol puede fijarse en 8 minutos luz.

Las distancias a los cuerpos celestes, cuando se dicen en tiempo luz, tienen un significado adicional —para el Sol, implica que a un rayo de luz le toma 8 minutos llegar hasta la Tierra.

Así para las estrellas. Un rayo de luz desde Alpha Centauri llega a la Tierra $4^1/_3$ años después de haber salido de la estrella.

El objeto más distante percibido a simple vista es la Galaxia de Andrómeda —alejada un millón y medio de años luz. La luz que entra al ojo del observador ha estado en camino durante ese tiempo.

CAPITULO II

LAS ESTRELLAS SIN UN TELESCOPIO

PARTE 1: EL GRAN CAZO

INTRODUCCION

La Astronomía es una de las diversas ciencias dedicadas al estudio de la Naturaleza. Mucho queda por conocer, y pueden aún hacerse muchos descubrimientos importantes sin el empleo de ningún equipo. El cielo es el laboratorio. El tiempo es cualquier noche limpia y clara. El lugar es a la intemperie, preferiblemente lejos de las luces de la ciudad, con una vista al cielo sin obstrucciones.

Aun una observación casual revela que *las estrellas parecen reunirse en grupos. Un grupo de esos se llama Constelación.* Los astrónomos modernos reconocen 88 constelaciones estelares, muchas de las cuales son de interés solamente para el astrónomo profesional. Unicamente 20 de las 88 pueden considerarse bien conocidas —entre ellas Orión, los Cazos Grande y Chico, el Dragón y los Canes Grande y Chico.

El grupo más fácil de identificar es probablemente el Gran Cazo. Como su nombre lo dice, las estrellas forman el contorno de un cazo. Es importante familiarizarse con ese grupo de estrellas porque con referencia a él se determinan más fácilmente las posiciones de otras constelaciones. El Gran Cazo puede verse toda noche clara en la mayor parte del hemisferio norte. Esta sección trata principalmente de las estrellas de esa constelación.

LAS ESTRELLAS DEL GRAN CAZO

Siete estrellas brillantes forman la figura del Cazo. Las cuatro que forman la "taza" se conocen como Dubhe, Merak, Phecda y Megrez, todos nombres arábigos: Dubhe significa "oso", Merak "lomo", Phecda y Megrez, "muslo" y "la raíz de la cola del oso", respectivamente.

Las estrellas que forman el "mango" del Cazo se conocen como Alkaid, Mizar y Alioth, también nombres arábigos, que significan "el jefe" y "el delantal"; estando aún en disputa el significado preciso del nombre "Alioth".

Próxima a Mizar está la pequeña estrella Alcor. Los árabes llamaron a estas dos estrellas "el Caballo y el Jinete". La estrella Alcor se usaba entre ellos para probar la buena vista. (Véase la Fig. 8).

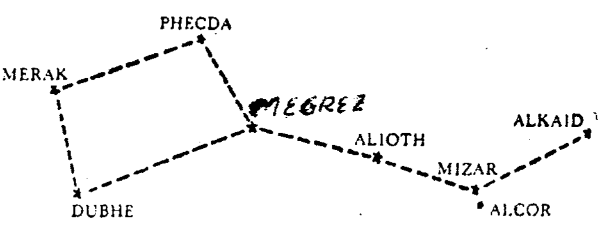


Fig. 8. El Gran Cazo.

ESCALA DE DISTANCIAS ANGULARES

Las posiciones de las estrellas se dicen en términos de ángulos. La distancia angular, medida en grados, es el ángulo subtendido por estas estrellas desde el observador.

Es importante ser capaz de medir ángulos pequeños en el cielo. El diámetro de la Luna llena es de casi la mitad de un grado, cosa que puede enunciarse más formalmente como: El ángulo

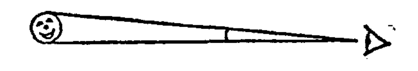


Fig. 9. La distancia angular de la Luna llena es casi la mitad de un grado.

subtendido en nuestro ojo por el diámetro de la luna llena es de 0.5 grados. (Véase la Fig. 9).

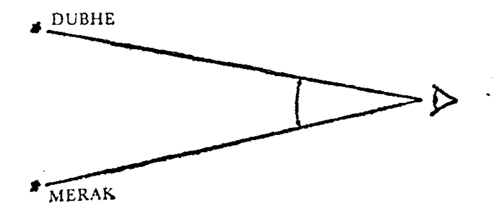


Fig. 10. El ángulo subtendido por Dubhe y Merak en el ojo de un observador es casi de 5 grados. Diez Lunas llenas podrían ponerse en sucesión en ese ángulo.

Otra distancia angular usada a menudo es la que hay entre Dubhe y Merak —próxima a cinco grados.

Diez lunas podrían colocarse una al lado de otra en la distancia entre estas dos estrellas. Véase la Fig. 10.

PROBLEMA 1:
Estimar la distancia angular entre Dubhe y Megrez. *Solución:* 10°, aproximadamente.

PROBLEMA 2:
Hallar la Estrella del Norte (Estrella Polar), usando los datos siguientes: (Véase la Fig. 16).

a) La Estrella del Norte está en la prolongación de la línea que une Dubhe y Merak.
b) Está a 29° de Dubhe y, por supuesto, a 34° de Merak.

LEYENDAS

Uno de los primeros nombres dados a esta Constelación fue el de "la Gran Osa" y los nombres arábigos que significan "muslo", "lomo", etc., describen partes de la osa. (Véase la Fig. 11).

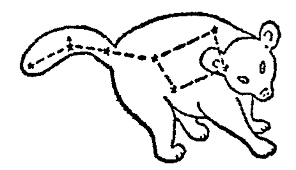


Fig. 11. La Gran Osa. Nótese la posición del Gran Cazo.

No se conoce la razón de esto, porque un observador difícilmente puede imaginar el contorno de una osa o de cualquier otro animal en esa constelación.

Una antigua leyenda decía que la Osa representaba a Calisto, una hija del rey de Arcadia, amada de Júpiter, quien, para protegerla, la convirtió en Osa y la transfirió a los cielos.

Otra leyenda contaba que el Gran Espíritu puso a propósito la Gran Osa en el cielo para servir como "calendario" a los oso de la Tierra. Durante la mitad del año, cuando la Gran Osa está baja en el cielo, todos los osos terrestres se quedan en sus cuevas y permanecen calientes. Cuando la Osa está alta en el cielo, los osos dejan sus cuevas, porque el verano ha comenzado.

OTROS NOMBRES

Los nombres Gran Osa, Gran Cazo, son aún de uso común. El nombre científico de la constelación es la traducción latina de Gran Osa Ursa Major. En Inglaterra se conoce la constelación como "el Arado", o el Carro.

NOTA: A veces el término Gran Cazo se usa para referirse a las siete estrellas brillantes, y el término Gran Osa o Ursa Major designa todas las estrellas de la Constelación. Generalmente, sin embargo, estos nombres se usan indistintamente.

BRILLO APARENTE DE LAS ESTRELLAS

Las siete estrellas del Gran Cazo difieren apreciablemente en brillo aparente. La estrella más brillante es Alioth; la más débil, Megrez.

Técnicamente se dice esto en función de la magnitud aparente. Alioth tiene la magnitud aparente más pequeña (1.7); Megrez, la mayor (3.4).

CLASIFICACION DE LAS ESTRELLAS, DE HIPARCO, DE ACUERDO CON EL BRILLO

Los antiguos astrónomos griegos clasificaron las estrellas visibles en seis clases de acuerdo con su brillo aparente. Esta clasificación básica, en lo principal, es válida aún. A Hiparco, quien vivió en la isla de Rodas en el siglo segundo a. c., va el crédito por esta clasificación. Las veinte estrellas más brillantes por él conocidas fueron arbitrariamente designadas como estrellas de *primera magnitud;* y las siguientes cincuenta en orden de brillo aparente fueron designadas como estrellas de *segunda magnitud;* etc. La designación de *sexta magnitud* se dio a varios cientos de estrellas apenas visibles al ojo humano normal. Véase la Fig. 12. Se obtuvo así una clasificación de las estrellas completamente arbitraria, de acuerdo con su brillo. Estas magnitudes son, sin embargo, sólo *aparentes.* Algunas estrellas son realmente brillantes, pero se ven tenues debido a su gran distancia.

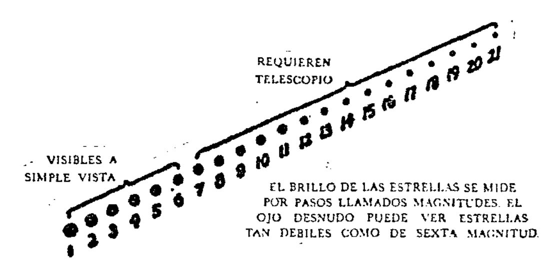


Fig. 12. La relación entre el brillo y la magnitud.

DIVISION DECIMAL DE LAS MAGNITUDES APARENTES

En el siglo XIX se introdujo la división decimal. En esta clasificación, una estrella de magnitud 5.5 tiene un brillo aparente en medio del de una estrella de magnitud 5.0 y el de una de 6.0. Similarmente, decir que la Estrella del Norte (Polaris) tiene una magnitud de 2.1 significa que su brillo aparente es sólo ligeramente menor que el brillo de una estrella de magnitud 2.0. Crecientemente, el método decimal de designar magnitudes se ha aplicado más extensivamente y se ha hecho más preciso.

RELACION ENTRE LA MAGNITUD APARENTE Y EL BRILLO APARENTE

Aplicando los resultados de la moderna psicofísica y de la física (basados en la ley psicofísica formulada por Fechner en 1859. La ley establece que si un estímulo aumenta en progresión geométrica la sensación que de él resulta aumenta en progresión aritmética), se determinó que las estrellas de magnitud 2 son 2.5 (más precisamente, 2.512) veces más brillantes que las estrellas de magnitud 3. Similarmente, las estrellas de magnitud 3 son 2.512 veces más brillantes que las de magnitud 4, etc.

PROBLEMA 3:

La estrella Dubhe de la constelación Ursa Major tiene una magnitud aparente de 2.0. Una estrella desconocida, X, tiene una magnitud aparente de 4.0. ¿Cuánto más brillante es Dubhe que la estrella X?

Solución: Un descenso de un orden de magnitud corresponde a un aumento de 2.5 veces en el brillo aparente. Un descenso de dos órdenes de magnitud es lo mismo que aumenta $2.5 \times 2.5 = 6.25$ veces el brillo aparente.

Respuesta: A la vista, Dubhe aparecerá más de seis veces más brillante que la estrella X.

LOS VALORES CERO Y NEGATIVO DE LA MAGNITUD APARENTE

Las veinte estrellas originalmente designadas como de primera magnitud fueron reagrupadas subsecuentemente. Esto fue necesario porque algunas de las estrellas eran mucho más brillantes que otras. Las estrellas más brillantes de este grupo fueron designadas con las magnitudes 0.9, 0.8, 0.7, etc., pasando por cero hasta los números negativos. La estrella con el mayor brillo aparente en la noche es Sirio. Su magnitud aparente es —1.6. En la misma escala, la magnitud aparente de nuestro Sol es inmensamente mayor: —26.7.

DETERMINANDO MAGNITUDES APARENTES

El método para determinar la magnitud de las estrellas por observación es bastante simple. Con práctica pueden obtenerse resultados bastante precisos (una precisión de .1 de magnitud). El método fue usado ampliamente por el astrónomo alemán Argelander (1799-1857) y sus colaboradores en la preparación del gran catálogo de estrellas, el "Catálogo B. D." (B. D. son las iniciales del título del catálogo en alemán, "Bonner Durchmusterung", "Catálogo de Bonn"). Por este método, el observador compara el brillo aparente de una estrella con el de dos o más estrellas vecinas de magnitudes conocidas. Así, una estrella que parece algo más débil que una estrella vecina de 2.4 de magnitud y algo más brillante que otra vecina de 2.6 de magnitud, se le asignará una magnitud de 2.5. Al usar este método es aconsejable asegurarse de que:

1. La estrella por medirse y las estrellas de magnitud conocida deberían estar a casi la misma altura sobre el horizonte.
2. Las estrellas de magnitud conocida deberían estar tan próximas como sea posible a la estrella por medirse.
3. Una de las estrellas de magnitud conocida debería ser algo más brillante y la otra algo más débil que la estrella por medirse.

La tabla siguiente contiene una lista de estrellas de magnitud aparente conocida. Pueden usarse éstas para la determinación de la magnitud de muchas otras estrellas.

Estrella	*Constelación*	*Magnitud Aparente*
Alpheratz	Andrómeda	2.2
Schedar	Cassiopeia	2.5
Diphda	Cetus	2.2
Achernar	Eridanus	0.6
Hamal	Aries	2.2
Acamar	Eridanus	3.1
Mirfak	Perseus	1.9
Aldebaran	Taurus	1.1
Rigel	Orión	0.3
Capella	Auriga	0.2
Bellatrix	Orión	1.7
Canopus	Carina	—0.9
Sirius	Canis Major	—1.6
Procyon	Canis Minor	0.5
Pollux	Gemini	1.2
Regulus	Leo	1.3
Dubhe	Ursa Major	2.0
Acrux	Crux	1.1
Arcturus	Boötes	0.2
Zubenelgenubi	Libra	2.9
Shaula	Scorpius	1.7
Nunki	Sagittarius	2.1
Markab	Pegasus	2.6

PROBLEMA 4:

Determinar cuál de las dos estrellas es más brillante, Alkaid o Merak.

Respuesta: Alkaid es la más brillante. La magnitud aparente de Alkaid es 1.9; la de Merak, 2.4.

PROBLEMA 5:

Hallar tres estrellas del Gran Cazo que parezcan ser de igual brillo.

Respuesta: Mizar, Merak y Phecda tienen casi el mismo brillo aparente. Precisamente, se les designa como estrellas de magnitud 2.4, 2.4, y 2.5, respectivamente. Phecda es muy ligeramente más débil que las otras dos.

PROBLEMA 6:

Determinar la magnitud aparente de la Estrella Polar (Polaris).

Respuesta: Polaris es un poco más brillante que Merak, y ligeramente más tenue que Dubhe. Generalmente se designa como estrella de magnitud 2.1.

Nótese de nuevo, esto se refiere a las magnitudes aparentes. Realmente, Polaris es mucho más brillante que nuestro Sol —en efecto, casi 1,500 veces más brillante. La gran distancia es la causa de que sea sólo una estrella de magnitud 2.1. Hablando en términos del tiempo, a la luz le toma, viajando a la velocidad de 186,000 millas por segundo (300,000 Km por seg.), $8^1/_3$ minutos llegar a la Tierra desde el Sol; y 400 años llegar a la Tierra desde Polaris.

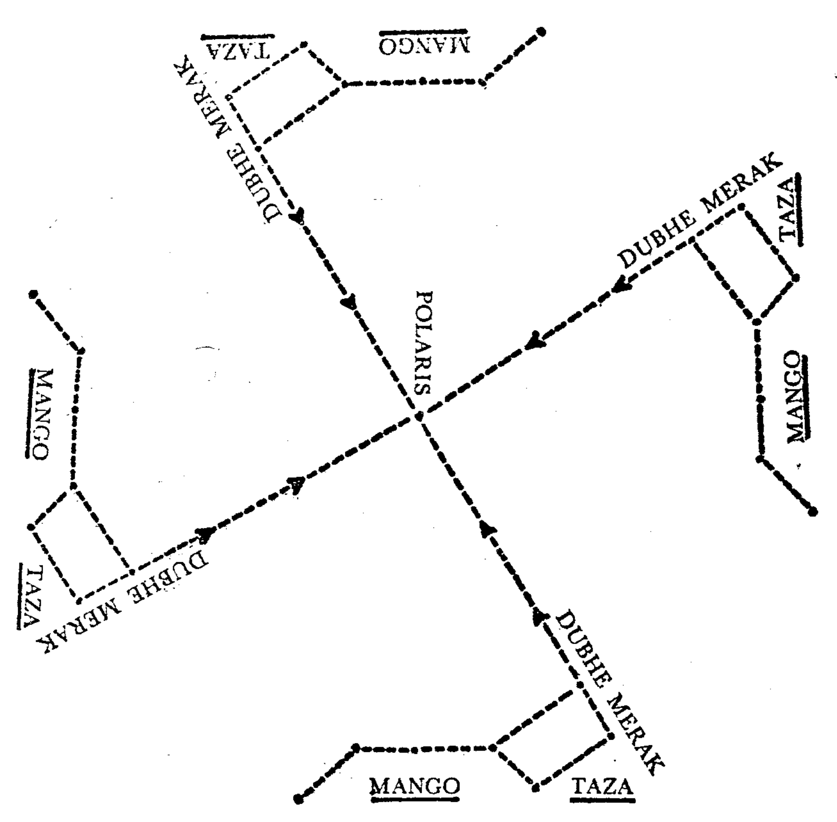


Fig. 13. En el curso de aproximadamente 24 horas, el Gran Cazo completa una revolución en el cielo. Sólo parte del círculo puede observarse realmente, porque la luz del Sol hace imposible observar las estrellas durante el día. Esta figura muestra el Gran Cazo a intervalos de 6 horas.

MOVIMIENTOS DIURNOS APARENTES DE LAS ESTRELLAS

Es comúnmente sabido que el Sol parece surgir por el Oriente, describir un arco en el cielo, y ocultarse por el Poniente.

También las estrellas parecen moverse en arcos en el cielo - también desde la parte Este del horizonte hacia la parte Oeste. Una revolución completa tarda 23 horas, 56 minutos y 4.09 segundos. Esto puede muy fácilmente verificarse en forma aproximada cualquier noche clara con la ayuda de un buen reloj.

PROBLEMA 7:

Objeto: Medir una revolución completa de una estrella. (Se conoce este periodo como día "sideral", o "día de las estrellas".)

Equipo: Un buen reloj.

Procedimiento:

a. Anótese la hora en que alguna estrella brillante aparece justamente sobre el horizonte oriental.

b. Al día siguiente repítase el procedimiento de (a).

Resultados: El experimento demuestra que toda estrella completa una revolución aparente en 23 horas, 56 minutos y 4 segundos.

El término "aparente" se repite a menudo aquí por buenas razones. El movimiento es realmente *sólo* aparente; y aún puede considerarse como una ilusión óptica. Realmente es la Tierra, girando sobre su eje en dirección opuesta, la que causa que las estrellas parezcan moverse como lo hacen.

Esta rotación diaria puede también observarse muy efectivamente mirando una Constelación, como Ursa Major.

Si, cuando se observe por primera vez, la Constelación se ve a nivel con la taza por la derecha:

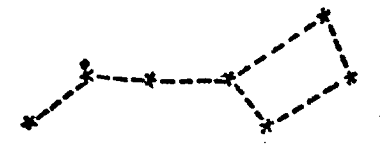
Seis horas más tarde se verá con el mango apuntando hacia abajo;

Doce horas después de la observación original, el Gran Cazo aparecerá con la parte abierta de la taza apuntando hacia abajo;

Dieciocho horas después de la observación original, el Gran Cazo parecerá tener el mango apuntando hacia arriba.

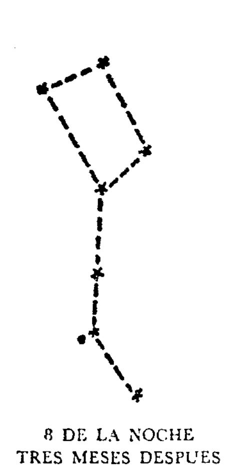
En cualesquiera 23 horas, 56 minutos y 4 segundos, puede verse el Gran Cazo en cada una de estas posiciones.

Durante parte de ese tiempo, el Sol interferirá las observaciones. La débil luz estelar no puede distinguirse en el brillante cielo del día.

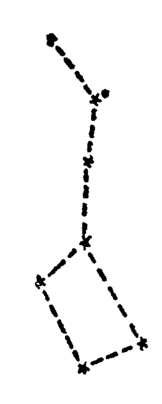


EL GRAN CAZO
8 DE LA NOCHE (OCTUBRE)

8 DE LA NOCHE
SEIS MESES DESPUES (ABRIL)



8 DE LA NOCHE
TRES MESES DESPUES



EL GRAN CAZO
8 DE LA NOCHE
NUEVE MESES DESPUES (JULIO)

EL MOVIMIENTO ANUAL APARENTE DE LAS ESTRELLAS

El hecho de que las estrellas completen una revolución en menos de 24 horas es de gran importancia. Ello significa, por supuesto, que las estrellas hacen más de una revolución en un período de 24 horas.

La diferencia entre 24 horas y el período de la revolución es:

24 horas
—23 horas, 56 minutos, 4 segundos
3 minutos, 56 segundos.

Así, las estrellas comienzan la siguiente revolución en los restantes 3 minutos y 56 segundos. Esto puede verificarse por observación.

Una estrella que aparece en el horizonte, digamos, a las ocho en punto de un domingo en la noche estará ligeramente sobre el horizonte la siguiente noche a las ocho. El jueves en la noche a las 8, la estrella estará aún más alta sobre el horizonte; y un mes después a las 8 de la noche, la estrella estará notablemente alta sobre el horizonte.

Después de tres meses, a las 8 de la noche, la estrella estará apartada un cuarto de círculo

del horizonte oriental. Al final de un año, la estrella habrá completado un círculo aparente.

Este movimiento de la estrella es también *aparente*. Es debido al movimiento real de la Tierra alrededor del Sol. La Tierra completa una revolución alrededor del Sol en 12 meses.

Este movimiento anual aparente de las estrellas se hace extensivo a las constelaciones.

Así, Ursa Major a las 8 de la noche en Octubre está cerca del horizonte con la taza abierta hacia arriba.

Tres meses después a la misma hora de la noche, el mango apuntará hacia abajo.

En Abril a la misma hora de la noche, el Gran Cazo estará alto sobre el horizonte y se verá con la taza hacia la izquierda.

En Julio a la misma hora de la noche, el Gran Cazo se verá con la taza en la parte inferior.

Así en un período de 365¼ días, el Gran Cazo completa 366¼ revoluciones aparentes: 365¼ de ellas son ~~debiles~~ a la rotación de la Tierra sobre su eje, y una es debida a la revolución de la Tierra alrededor del Sol.

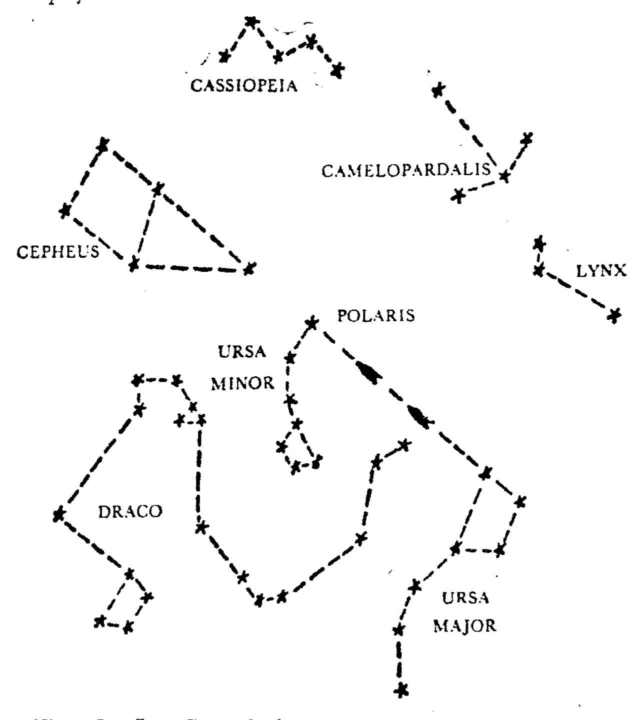


Fig. 15. Las Constelaciones Circumpolares del Norte.

PARTE 2: ESTRELLAS CIRCUMPOLARES

INTRODUCCION

En cualquier latitud dada algunas estrellas parecen surgir y ocultarse; otras, llamadas estrellas circumpolares, están continuamente sobre el horizonte. Las estrellas circumpolares (o cerca del Polo) pueden verse todas las noches del año, cuando el tiempo atmosférico lo permite. Serían ellas visibles durante el día también si no fuera por la interferencia del Sol, cuya brillante luz hace imposible distinguir la débil luz de las estrellas.

LATITUD Y ESTRELLAS CIRCUMPOLARES DEL NORTE

El número de estrellas circumpolares del norte varía grandemente con la latitud, aumentando con la distancia desde el Ecuador. Para un observador en los 20º N, las estrellas del Gran Cazo no son circumpolares —salen y se ponen y, parte del tiempo, están debajo del horizonte. Para un observador en los 40º N, sin embargo, las estrellas del Gran Cazo son circumpolares.

CONSTELACIONES CIRCUMPOLARES DEL NORTE

Además del Gran Cazo, otras cuatro bien conocidas constelaciones están continuamente a la vista en las latitudes al norte de los 40°. Son éstas el Cazo Chico, Casiopea, El Dragón, y Cepheus. (Véase la Figura 15.)

EL CAZO CHICO

La estrella más bien conocida y más brillante de esta constelación es la Estrella del Norte o Estrella Polar. Es fácil de localizar: Los puntos iniciales son dos estrellas de la taza del Gran Cazo, Dubhe y Merak, conocidas como "Las Apuntadoras". Una prolongación de la línea que une estas dos estrellas apunta a la Estrella del Norte, la cual se conoce también por los nombres de "Polaris" y "Alpha Ursae Minoris". La distancia angular de Dubhe a Polaris es seis veces la distancia entre las Apuntadoras. (Véase la Figura 16.)

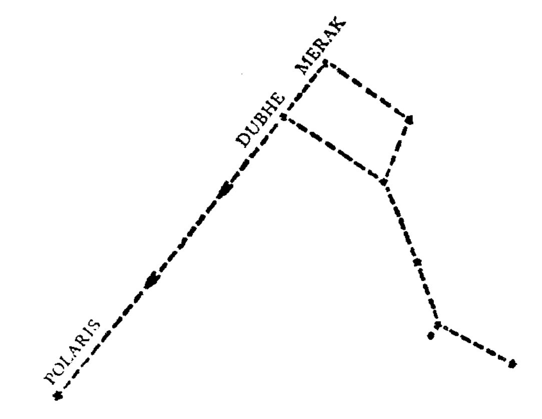


Fig. 16. Úsense las apuntadoras (Dubhe y Merak) del Gran Cazo para localizar Polaris. Prolónguese la distancia entre Merak y Dubhe seis veces más allá de Dubhe para hallar Polaris (la Estrella del Norte).

LAS ESTRELLAS DEL CAZO CHICO

En brillo, enseguida de Polaris está la estrella Kochab, o *Beta Ursae Minoris*, la cual tiene una magnitud aparente de 2.2. *Es una de las 57 estrellas usadas como referencia por los navegantes.* La palabra árabe "Kochab" significa "una estrella." Las otras cinco estrellas del Cazo Chico son menos notables —cuatro de ellas son más débiles que la magnitud 4. (Véase la Figura 17.)

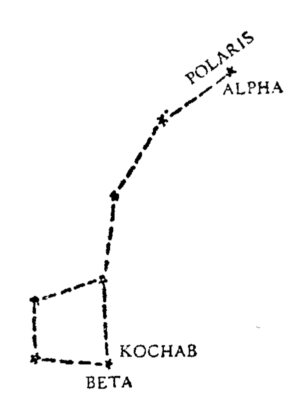


Fig. 17. Las estrellas del Cazo Chico.

LEYENDAS

El Cazo Chico se conoce también como Osa Menor o Ursa Minor y, como en el caso de la Osa Mayor, el nombre es enteramente inapropiado. (Véase la Figura 18.)

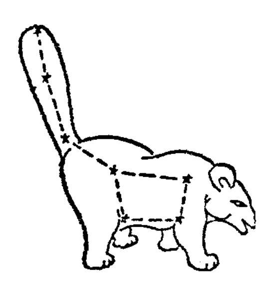


Fig. 18. La Osa Menor.

De acuerdo con una notable leyenda india sobre la Osa Menor, un grupo de cazadores indios había perdido su camino en el bosque. En respuestas a sus plegarias, se les apareció una niñita para guiarlos salvos a sus casas. Ella demostró ser el espíritu de la Estrella del Norte; y los cazadores, después de su muerte, fueron puestos en el cielo para estar junto a ella, para siempre.

LA ESTRELLA DEL NORTE EN LA NAVEGACION

A menudo se usa la Estrella del Norte para determinar:

1. El punto del norte sobre el horizonte (norte geográfico).
2. La latitud del observador.

El norte geográfico se localiza bajando una línea vertical desde Polaris hacia el horizonte. El punto donde la línea vertical toca el círculo del horizonte es el norte geográfico.

La determinación de la latitud se basa en la fórmula:

Latitud en cualquier lugar del hemisferio norte -Altura de la Estrella Polar en el mismo lugar. Así, para un observador en los 40°N, la estrella Polaris tiene una altura de 40°; para un observador en los 60°N, tendría una altura de 60°; etc.

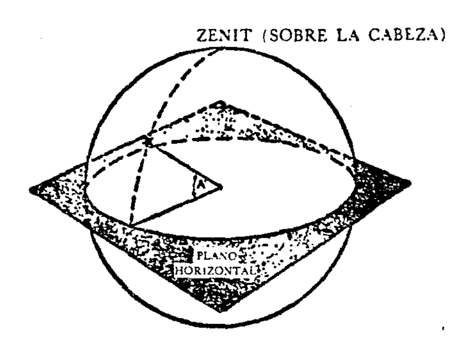


Fig. 19. El observador está en A. La altura de la estrella es el ángulo entre una recta hacia ella y otra recta hacia el horizonte. También se designa por A el ángulo. Cuando la estrella está cerca del horizonte la altura es pequeña; cuando la estrella está en el zenit el ángulo es de 90°.

La altitud de una estrella, medida en grados, es el ángulo a lo largo de un círculo vertical entre el horizonte del observador y la estrella. El ángulo A de la Figura 19 representa la altitud de la estrella.

LOS POLOS CELESTES

El nombre de Polaris viene del hecho de que el Polo de la Tierra, si se proyectara, intersectaría el cielo muy cerca de esta estrella. *Esta prolongación del eje de la Tierra se conoce como eje celeste.*

Teóricamente, el eje del cielo se prolonga una distancia infinita tanto para arriba como para abajo. "Arriba" en este caso significa más allá del Polo Norte de la Tierra; "abajo" es el Polo Sur de la Tierra. El eje terrestre es sólo una minúscula

parte del eje celeste. *Los puntos donde el eje celeste perfora el cielo se conocen como Polo Norte Celeste y Polo Sur Celeste, respectivamente.*

Los Polos Celestes son las intersecciones con la Esfera Celeste del eje prolongado. (Véase la Figura 20.)

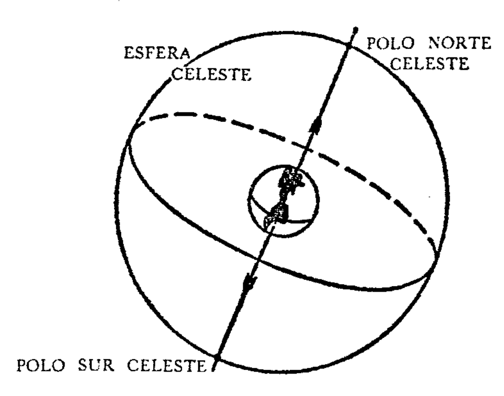


Fig. 20. El eje celeste es la prolongación del eje terrestre. El punto donde la parte norte del eje intersecta la esfera celeste es el Polo Norte Celeste. La intersección de la prolongación sur del eje con la esfera celeste es el Polo Sur Celeste. La esfera celeste es imaginaria. No puede asignársele medida definitiva alguna. Puede suponerse que tiene un radio "infinito".

LA ESFERA CELESTE

Es útil imaginar a las estrellas como si estuvieran permanentemente sujetas a la parte interior de una gran semiesfera hueca (la mitad de una esfera), cuya periferia se extiende a todo el derredor del horizonte. Este hemisferio de estrellas visibles está conectado con otro hemisferio, tachonado de todas las estrellas que están debajo del horizonte en ese tiempo. *Los dos hemisferios se unen en el horizonte para formar lo que en Astronomía se conoce como "Esfera Celeste".*

Debe enfatizarse, sin embargo, que:

a. a pesar del hecho de que la expresión "esfera celeste" se usa con frecuencia; y
b. a pesar del hecho de que el "hemisferio celeste" parece ser muy real y definido en su forma geométrica; y
c. a pesar del hecho de que muchas estrellas dan la impresión de estar sujetas al lado interior de esta esfera hueca—

en realidad, no existe una cosa tal como una esfera celeste. La esfera celeste es simplemente un fondo imaginario sobre el cual el observador ve la proyección de las estrellas cercanas y de las distantes. En este sentido, se usa a menudo para establecer las posiciones de diversas estrellas y describir el movimiento diurno aparente de las estrellas.

La Astronomía trata con dos esferas: una es la Tierra; otra, infinitamente mayor que la Tierra, es una "pantalla de proyección" sobre la cual vemos todas las estrellas del cielo.

Debería notarse que vivimos en *el exterior* de la esfera terrestre real y en *el interior* de la esfera celeste imaginaria.

EL ECUADOR CELESTE

Los puntos de la esfera celeste que están a la mitad de la distancia de los polos celestes norte y sur forman el Ecuador celeste.

Teóricamente, el Ecuador celeste es un círculo de radio infinito, que está en el mismo plano que el Ecuador terrestre, teniendo los dos círculos el mismo centro.

Otra manera de visualizar el Ecuador celeste es imaginando que el radio del Ecuador de la Tierra se hace inmensamente grande, hasta que el círculo coincide con la superficie interior de la esfera celeste. (Véase la Figura 21.)

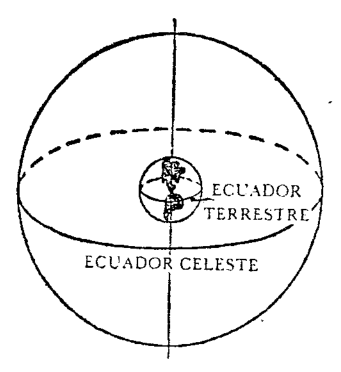


Fig. 21. El Ecuador Celeste. Este Ecuador está en el mismo plano y tiene el mismo centro que el Ecuador terrestre. El Ecuador celeste es "infinitamente" mayor que el terrestre.

CASSIOPEIA Y CEPHEUS
(Casiopea y Cefeo)

Una prolongación de la recta que pasa por las apuntadoras del Gran Cazo, más allá de la Estrella Polar, conduce a las constelaciones de Cepheus y Cassiopeia. Cepheus tiene la forma de un triángulo montado en un cuadro; y Cassiopeia es algo semejante a las letras M o W. (Véase la Figura 22).

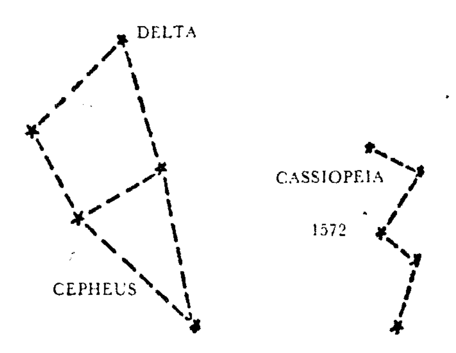


FIG. 22. Las constelaciones Cepheus y Cassiopeia. Nótese que la última parece una W o una M dependiendo de si está debajo de Polaris o arriba de ella. El punto marcado con 1572 es la posición de la Estrella de Tycho Brahe.

LA ESTRELLA DE TYCHO

La constelación de Cassiopeia hizo historia en 1572. El 11 de Noviembre de ese año, súbitamente apareció una estrella "nueva" en esa constelación, en ese tiempo suficientemente brillante como para ser vista de día. El astrónomo danés, Tycho Brahe, hizo un estudio cuidadoso de esa estrella "nueva" e hizo una descripción detallada de sus aventuras. Hace mucho que la histórica estrella perdió su tremenda brillantez. Se conoce aún como "Estrella de Tycho".

La Estrella de Tycho se clasificaría ahora como "Supernova". *Las "Supernovae" son estrellas que repentinamente aumentan tremendamente de brillo* —muchos millones de veces su brillo original. Este aumento es seguido de una declinación gradual, a cuyo final la estrella retiene sólo una pequeña fracción de su original brillantez de pre-supernova. Se han registrado varias otras supernovae. Su fenomenal aumento de brillo es causado probablemente por una explosión de la estrella. Durante el cataclismo se pierde una gran cantidad de la masa de la estrella. Esta pérdida de masa muy bien podría ser la razón básica del hecho de que en sus etapas finales la estrella haya perdido la mayor parte del brillo que tenía antes de la explosión.

CEFEIDAS

Ni la estrella más brillante ni la segunda en brillo de Cepheus es de particular importancia. La fama vino de la cuarta estrella en brillo de esa constelación, Delta Cephei.

Muchísimas estrellas se clasifican corrientemente como "Cefeidas". *Estas estrellas son de brillo variable.* El máximo brillo de Delta Cephei es dos y media veces mayor que su mínimo. Su magnitud aparente varía de un máximo de 3.7 a un mínimo de 4.6 en periodos sumamente regulares de 5 días, 8 horas, 47 minutos, 39 segundos.

Es la pulsación la razón probable de esta variación. Su volumen parece aumentar y disminuir periódicamente, produciendo cambios en la brillantez.

La Astronomía tiene una deuda especial con estas estrellas. Las cefeidas son una ayuda enorme para estimar distancias a los más alejados puntos del Universo. Así, las distancias a las galaxias vecinas se determinan con la ayuda de estas estrellas de brillo variable.

LA VIA LACTEA

La Vía Láctea pasa por Casiopea y Cefeo, pareciendo a simple vista como una banda angosta de luz incierta que circunda el cielo. A través de un telescopio se hace obvia la naturaleza de esa luz incierta: es producida por un número enorme de estrellas separadas, vecinas de nuestro Sol en la Galaxia.

Según sabemos, la Galaxia es de forma semejante a una lente. En la Figura 23 se indica la posición del Sol en esa lente.

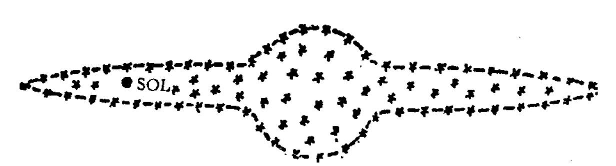


FIG. 23. Un corte transversal de la Vía Láctea. Nótese la similitud con una lente (excepto por el gran espesor del centro). La vista superior de la Galaxia es circular. La banda de luz blanquecina de la Esfera Celeste, conocida como Vía Láctea, es debida a la luz combinada de millones de estrellas que están situadas a lo largo del plano medio de Nuestra Galaxia.

Naturalmente, pueden verse muchas más estrellas mirando a lo largo de la lente que mirando a través de ella. La luz de esas estrellas se mezcla para dar la impresión de una banda borrosa. Viejas leyendas hablan de un flujo de leche en la ruta de los cielos, pero no hay registro de su fuente celestial.

LEYENDAS SOBRE CASSIOPEIA Y CEPHEUS

De acuerdo con la mitología, Cassiopeia fue una bella pero vanidosa reina de Etiopía. Su marido fue Cepheus, y su hija, Andrómeda. Como castigo por su vanidad Cassiopeia fue condenada

a transformarse en un grupo de estrellas que viajan eternamente alrededor del Polo, vigilada por su celoso marido, Cepheus.

LA CONSTELACION DEL DRAGON

"Draco" es el equivalente latino de "Dragón". Es ésta una constelación bastante larga y curva —parte de ella a medio camino entre los Cazos Grande y Chico; el resto replegándose sobre el Cazo Chico, terminando en un grupo de cuatro estrellas. Estas cuatro estrellas marcan la cabeza del Dragón. (Véase la Figura 24.)

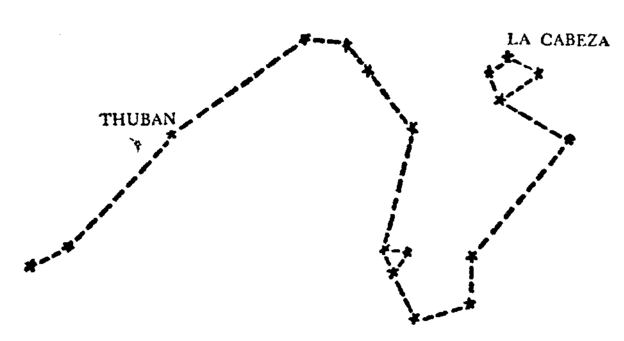


Fig. 24. La constelación de El Dragón. Nótese la estrella Thuban en Draco. Hace 5,000 años fue la Estrella del Norte. El eje de la Tierra apuntaba a esa estrella. En el año 22,000 d. C., será de nuevo la Estrella del Norte.

LA ESTRELLA THUBAN O ALPHA DRACONIS

Hace cinco mil años, Thuban fue la "Estrella del Norte", porque el Polo Norte Celeste estaba cerca de ella. En ese tiempo Thuban aparecía como la única estrella "estacionaria" del cielo, y todas las otras estrellas describían círculos alrededor de ella. Thuban era venerada por los Egipcios. Actualmente, el Polo Norte Celeste está, por supuesto, cerca de Polaris. El Polo Norte Celeste describe un círculo completo una vez cada veinticinco mil ochocientos años. El movimiento del Polo Norte Celeste, así como el del Polo Sur Celeste, es debido al hecho de que el eje de nuestra Tierra tiene precesión, i.e., describe un cono delgado, una vez cada veinticinco mil ochocientos años.

UN MAPA DE LAS CONSTELACIONES CIRCUMPOLARES DEL NORTE

Las constelaciones cercanas al Polo Norte Celeste están indicadas en el mapa de la página 18.

Cada estrella de una constelación se designa por una letra griega. El alfabeto griego comienza con A, B, G, D, y no con A, B, C, D.

ALFABETO GRIEGO (LETRAS MINÚSCULAS)

α alpha	ι iota	ρ rho
β beta	κ kappa	σ sigma
γ gamma	λ lambda	τ tau
δ delta	μ mu	υ ipsilon
ε epsilon	ν nu	φ phi
ζ zeta	ξ xi	χ chi
η eta	ο omicron	ψ psi
θ theta	π pi	ω omega

NOMBRES DE LAS ESTRELLAS

Unas cincuenta o sesenta estrellas bien conocidas se designan a menudo por nombres propios. Entre éstas están Polaris (la Estrella del Norte), y Sirio (la estrella más brillante del cielo).

Generalmente, las estrellas se identifican por letras griegas, usadas como prefijos de las constelaciones. Las estrellas del Gran Cazo se conocen como Alpha Ursae Majoris, Beta Ursae Majoris, Gamma Ursae Majoris, etc. (Se usa la forma del genitivo de la constelación. El genitivo de Ursa Major en latín es Ursae Majoris.)

Usualmente la estrella más brillante obtiene la α (Alpha) como prefijo; la segunda en brillo se designa por β (Betha), etc.* La estrella más brillante de la constelación del Can Mayor (Canis Major) se conoce como α (Alpha) Canis Majoris. La tercera estrella en brillo de la constelación de los Gemelos (Gemini) se conoce como γ (Gamma) Geminorum. Si el número de estrellas brillantes de una constelación excede al número de letras griegas, se usan también letras latinas.

Esta descripción de las estrellas se conoce como "Designación Bayer". Fue introducida por vez primera en un catálogo de estrellas publicado por el astrónomo alemán Johann Bayer en 1603.

COMO USAR EL MAPA

Los principiantes en Astronomía con frecuencia tienen dificultades al usar un mapa. Quizás no sea claro cómo sostener el mapa para hacerlo corresponder con las estrellas del cielo. Probable-

* Hay excepciones a esto. Así, la estrella más brillante de la constelación de los Gemelos (Gemini) se designa por β (Beta) (Geminorum), mientras que la segunda estrella en brillo de esa constelación se conoce como α (Alpha) Geminorum.

mente la dificultad sea debida al hecho de que el observador está en la superficie exterior de una esfera (la Tierra) observando las estrellas en la superficie interior de otra esfera (la esfera celeste).

Para usar apropiadamente este mapa, imagínese que tiene goma en su reverso, como una estampilla postal. El mapa ha de pegarse a la superficie *interior* de la esfera celeste. La "goma" así se "pegará" a las estrellas. Antes de pegar el mapa es necesario alinearlo apropiadamente: Hágase que Polaris del mapa cubra a Polaris del cielo; y que el Gran Cazo del mapa cubra al Gran Cazo del cielo. Las otras estrellas del mapa representarán entonces correctamente las estrellas reales.

MOVIMIENTO APARENTE DIARIO Y ANUAL DE LAS ESTRELLAS

Toda estrella y toda constelación toma parte en estas rotaciones diarias aparentes, y es un gran placer observar las estrellas moverse en sus órbitas asignadas.

Es un placer más grande aún fotografiar las trayectorias de estas estrellas. Pueden obtenerse fotografías bastante buenas con equipo relativamente barato. A continuación transcribimos el procedimiento para esto:

Objeto: Obtener una fotografía de la trayectoria de una estrella de la región circumpolar.

Equipo:

a. Una buena cámara.
b. Placa o película rápida.
c. Flash.

Procedimiento:

a. Afocar la cámara como para poner a Polaris en el centro de la película.
b. Afocar cuidadosamente a Polaris.
c. Abrir el obturador a la máxima amplitud compatible con una buena definición de las estrellas.
d. Exponer durante varias horas. De cuatro a cinco horas es un tiempo razonable.
e. Puede formarse rocío sobre la lente. Si esto sucediera, habrá de limpiarse a intervalos. No mueva la cámara mientras limpia la lente. Puede ser útil el uso cuidadoso de una lámpara. Nunca habrá de enfocarse la lámpara hacia la lente.
f. Revelar el negativo.

Resultados: El negativo revelado mostrará las trayectorias de las estrellas circumpolares. Cada trayectoria tendrá la forma de un arco de circunferencia. También mostrará el negativo que Polaris no está en el Polo Norte. Polaris misma describirá un pequeño arco alrededor del Polo. La longitud de este arco dependerá del tiempo de exposición. En seis horas de exposición, el arco será de un cuarto de circunferencia.

NOTA: También puede indicarse en la fotografía la dirección de estas trayectorias. Para determinar si los arcos se formaron en sentido negativo o en positivo (contrario a las manecillas del reloj), puede superponerse una escala de tiempo sobre estas trayectorias. Para lograr esto, la exposición se interrumpe a intervalos fijos. El primer intervalo puede ser de una hora; los siguientes dos intervalos, de media hora; el resto del tiempo, a intervalos de 15 minutos. De las diferentes longitudes de los arcos formados por la misma estrella se deduce fácilmente la rotación aparente.

PARTE 3: ESTRELLAS NO CIRCUMPOLARES

INTRODUCCION

La sección anterior trata de las estrellas que pueden verse todas las noches del año —las estrellas circumpolares del norte de las constelaciones circumpolares del norte.

La sección presente trata de las estrellas que sólo parte del tiempo están sobre el horizonte para los observadores en las latitudes medias. La otra parte de su movimiento aparente lo hacen debajo del horizonte. Las latitudes medias incluyen la mayor parte de los Estados Unidos, Canadá y Europa. Estas estrellas pueden verse en un tiempo o en otro durante el año, cuando están de noche sobre el horizonte.

El observar las estrellas puede compararse al observar un desfile. Durante un periodo de doce meses puede observarse el desfile completo de las estrellas. Año tras año se repite este desfile.

No es difícil familiarizar con muchas de las estrellas brillantes; ni tampoco con algunas de las constelaciones bien conocidas. Para lograrlo, no necesita usted buscarlas por todo el cielo. Puede trazarse un círculo imaginario a través del cielo y observar las constelaciones cuando se acercan o lo cruzan. El círculo que más convenientemente puede servir para este propósito es el "Meridiano Celeste Local". Este círculo pasa por el zenit y los puntos norte y sur del horizonte del observador. *El zenit es el punto del cielo que queda directamente encima del observador.* La mitad de este meridiano celeste, por supuesto, está arriba del horizonte.

También puede definirse el Meridiano Celeste Local en términos del Meridiano Terrestre. La definición técnica dice que *el Meridiano Celeste es la intersección con el cielo de un plano que pasa por el Meridiano de la Tierra;* la intersección misma es un círculo, cuya mitad solamente está sobre el horizonte del observador.

La mejor manera de delinear el Meridiano Celeste Local es trazando una línea imaginaria por los siguientes tres puntos (Fig. 25):

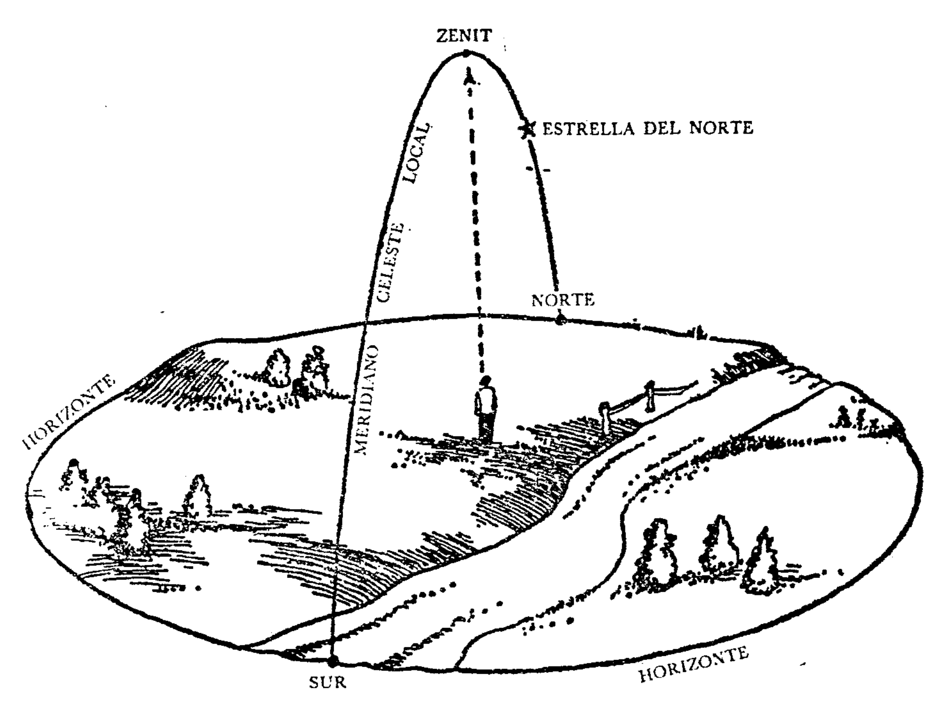


FIG. 25. El Meridiano Celeste Local es un círculo imaginario del cielo. Pasa por los puntos norte y sur del horizonte, y por el zenit. Observe las estrellas aproximadamente a las 8 p.m. a mediados del mes, y en un lapso de un año verá usted pasar por esta línea el desfile completo de las estrellas.

1. El norte en el horizonte. Ayudará aquí una simple brújula magnética.
2. El Zenit —el punto del cielo directamente encima del observador.
3. El punto que marca el sur en el horizonte. Usese una brújula magnética.

Nótese que el Meridiano Celeste Local también pasará por Polaris, la Estrella del Norte.

El desfile de estrellas se divide convenientemente en doce partes, una por cada mes.

Se describen abajo las constelaciones que quedan próximas al Meridiano Celeste cada mes. Servirá a nuestro propósito una descripción de las estrellas tal como aparecen una noche de cada mes. Si aprende usted cómo se ve el cielo una noche de cada mes, o doce noches de un año, estará familiarizado con la apariencia nocturna del cielo. Podemos comenzar con cualquier mes y con cualquier hora. Empecemos con Febrero. Los mapas del cielo están diseñados para mostrar cómo se verá alrededor de las 8 p.m. el día 15 de cada mes.

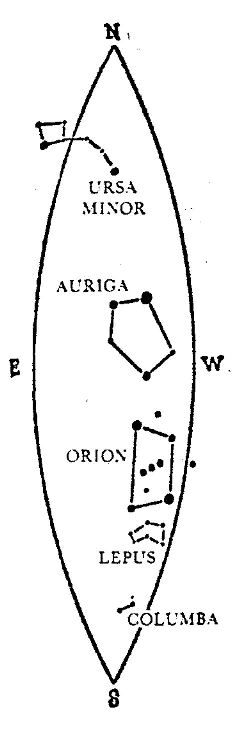


FIG. 26. Constelaciones de Febrero. Las constelaciones próximas al Meridiano Celeste local a las 8 p.m. a mediados de Febrero. Síganse las instrucciones de cómo usar el mapa, en la página 24. Se indican solamente las constelaciones más familiares. Se muestran las estrellas de tercera magnitud, y las más brillantes, así como también las de cuarta magnitud que son parte del diseño generalmente asociado con la constelación. El tamaño del punto corresponde a la brillantez de la estrella. Mientras mayor el punto, más brillante la estrella.

CONSTELACIONES DE FEBRERO

En las noches de Febrero pueden hallarse cerca del meridiano dos de las constelaciones más interesantes. (Véase la Figura 26.) Son éstas Orión (el Cazador) y Auriga (el Cochero).

LAS ESTRELLAS DE ORION

Rigel y Betelgeuse son las dos estrellas brillantes de esta constelación. (Véase la Fig. 27a.) Rigel es la séptima estrella en términos del brillo aparente. En realidad, es la estrella más luminosa de Nuestra Galaxia. Si Rigel estuviera tan cerca de la Tierra como el Sol y no a 500 años luz, se vería que es 21,000 veces más brillante que el Sol. Rigel, en árabe "pierna", marca la pierna del cazador. Betelgeuse, de color naranja claro, marca el hombro del cazador y es diversamente distinta. Fue la primera estrella cuyo diámetro se obtuvo por medida directa, usando un ingenioso instrumento conocido como interferómetro de la luz. Es una de las estrellas más grandes conocidas, con un diámetro de aproximadamente 400 veces el de nuestro propio Sol. La órbita completa de la Tierra fácilmente cabría en esta estrella. También es notable por su continua variación en tamaño —su diámetro aumenta y disminuye periódicamente como un balón que alternativamente se infla y se desinfla.

Entre Betelgeuse y Rigel están las triples —tres estrellas de segunda magnitud igualmente espaciadas— que delínean el cinto de Orión.

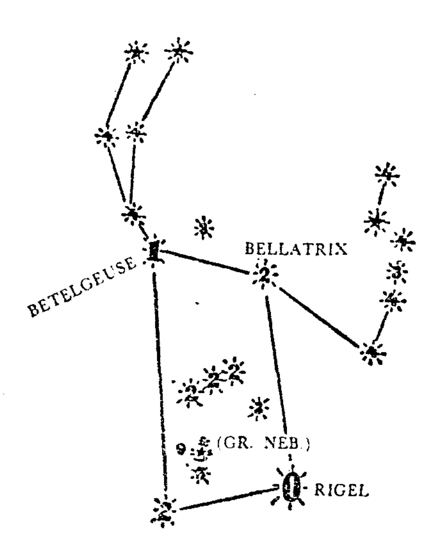


FIG. 27a. Orión (el Cazador). El número indica la magnitud. Se muestran las estrellas desde la primera hasta la cuarta magnitud. Cuando forman parte del diseño generalmente asociado con la constelación se incluyen las estrellas de quinta magnitud, y se indican por un símbolo de cinco puntos.

En la "espada de Orión" se localiza un objeto de gran interés. A simple vista se observa ahí una estrella bastante borrosa; un estudio más cuidadoso revela que es la Gran Nebulosa de Orión, una vasta masa de gas y polvo en continuo estado de agitación, estimándose en 10,000 veces la masa del Sol. La nebulosa se ve por la luz de la estrella θ (Theta) Orionis, la cual está cerca del centro de esta vasta nube. Theta Orionis es realmente una estrella cuádruple, y las cuatro estrellas forman la figura de un trapecio.

LOCALIZANDO A ORION EN EL CIELO

Orión está aproximadamente a 90° de Polaris. Fácilmente puede localizarse la constelación poniéndose de cara al sur y mirando hacia arriba a medio camino entre el horizonte y el zenit.

ORION EN LA LEYENDA

Hay mucho folklore concerniente a Orión. Una de las leyendas dice que Orión se jactaba de que ningún animal podría vencerlo. Con su vida pagó por su jactancia. Un alacrán enviado por Júpiter lo mató. La diosa Diana se compadeció de Orión y lo transportó al cielo y lo colocó tan lejos del alacrán (Escorpión) como fue posible —alejado medio cielo del Escorpión.

A menudo se pinta a Orión (véase la Fig. 27b) sosteniendo un garrote en una mano y una piel de león en la otra.



FIG. 27b. Se muestra a Orión sosteniendo un garrote en una mano y una piel de león en la otra. Rigel está en la pierna del Cazador. Betelgeuse, nombre arábigo de la "axila", aparece como se muestra. Generalmente se pinta la espada terminando en la Gran Nebulosa.

LAS ESTRELLAS DE AURIGA

Esta constelación se caracteriza por su pentágono de estrellas claramente definido. (Véase la Figura 28.)

Realmente sólo cuatro de las estrellas pertenecen a Auriga; la quinta estrella, β Tauri, pertenece a la constelación de Taurus, el Toro. Capella, la estrella más brillante de este pentágono, es la quinta en brillo aparente entre todas las estrellas. El Cochero generalmente se pinta sosteniendo una cabra, y la estrella Capella representa el corazón de la cabra. Habrá de notarse también el pequeño triángulo de estrellas próximas a Capella. Las tres estrellas eran conocidas de los árabes como los "Cabritos".

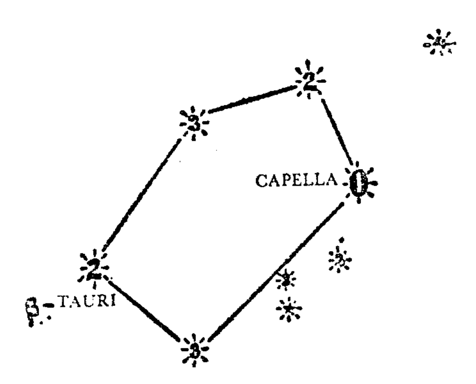


Fig. 28. Auriga (el Cochero).

LOCALIZANDO A AURIGA

Auriga queda directamente sobre la cabeza, casi en medio de Orión y la Estrella del Norte. Su forma pentagonal, así como la brillantez de Capella (0.2 de magnitud aparente), ayuda a identificar este grupo de estrellas.

CONSTELACIONES DE MARZO

Tres de las más interesantes constelaciones pueden hallarse cerca del meridiano en Marzo. Gemini (los Gemelos), Canis Minor (el Can Menor), y Canis Major (el Can Mayor) adornan el cielo cerca del meridiano celeste. Las constelaciones que estaban aquí en Febrero se han movido. Orión y Auriga están ahora al oeste del meridiano. (Véase la Figura 29.)

LAS ESTRELLAS DE GEMINI

Castor y Pollux son las dos estrellas brillantes de esta constelación. (Véase la Figura 30.) Comúnmente se conocen como los gemelos. Pollux es una estrella gigante de primera magnitud; Castor es un poco menos brillante.

En terminología científica, Pollux, la estrella más brillante, se llama β (Beta) Geminorum, y

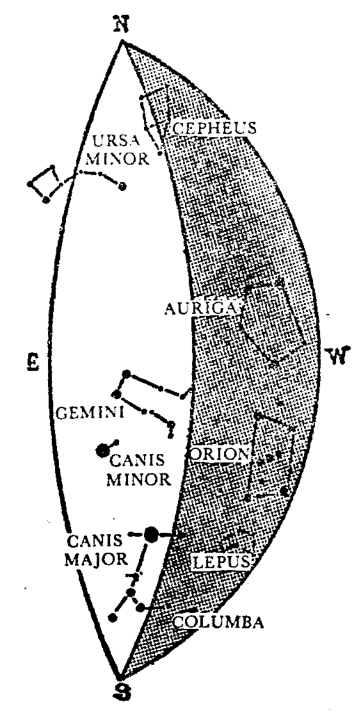


Fig. 29. Constelaciones de Marzo. Las constelaciones prominentes próximas al Meridiano Celeste Local son Gemini, Canis Minor y Canis Major. Las constelaciones de Febrero, mostradas en la sombra aquí, se han movido hacia el horizonte occidental. (Véanse las notas bajo la Figura 26.)

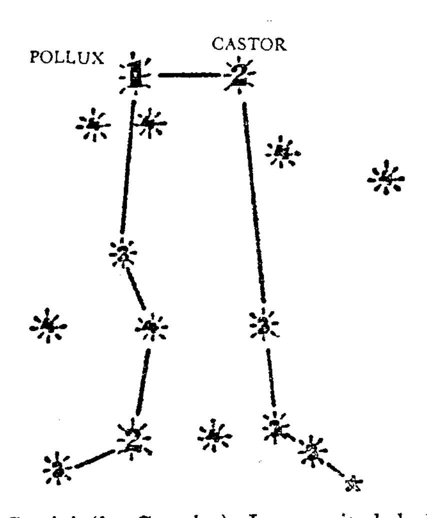


Fig. 30. Gemini (los Gemelos). La magnitud de Pollux es de 1.2 y la de Castor es de 1.6. Realmente Castor es una estrella doble: la componente más brillante tiene una magnitud aparente de 2.0; la componente más débil tiene una magnitud aparente de 2.9.

Castor es α (Alpha) Geminorum. Es éste uno de los casos donde la regla de que la estrella más brillante se designa con α no se ha seguido. (Algunos astrónomos creen que en el tiempo de la clasificación original, Castor era realmente más brillante que Pollux).

En la Mitología griega, Castor y Pollux eran los hijos de Leda y Júpiter y hermanos de Helena de Troya. Los árabes afectuosamente se referían a ellos como "Los Pavos Reales"; entre los hindúes se conocen como las "Deidades Gemelas".

Y sin embargo *no* son gemelos. Las dos estrellas, aunque vecinas al parecer en la misma parte del cielo, están en realidad ampliamente separadas. Castor está mucho más lejos de nuestra Tierra que Pollux.

LAS ESTRELLAS DE CANIS MINOR

La estrella más brillante de la constelación del Can Menor es Procyon. Tiene una magnitud aparente de 0.5, con un matiz amarillento característico, y sale media hora antes que Sirio, la brillante estrella del Can Mayor. El nombre "Procyon" viene de dos palabras griegas que significan "antes del perro". (Véase la Fig. 31.)

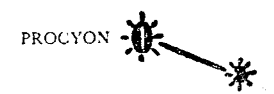


Fig. 31. Canis Minor (El Can Menor) es una constelación muy pequeña. Procyon, la octava estrella en brillo, es una de las estrellas más cercanas a la Tierra, a sólo 11.2 años luz de distancia.

LAS ESTRELLAS DE CANIS MAJOR

Aquí está la estrella más brillante del cielo nocturno: Sirio, con una magnitud aparente de —1.6. (Véase la Figura 32.) Su brillo aparente es debido tanto a su brillantez intrínseca —es 27 veces más luminosa que nuestro Sol— como a su proximidad a nuestro Sistema Solar. Está a 8.6 años luz. Sirio es la estrella más cercana que puede verse desde la mayor parte de los Estados Unidos. En los Estados Sureños, pueden observarse algunas estrellas que están más próximas a la Tierra que Sirio.

Tan famoso como es, Sirio tiene un compañero más notable aún, el "Cachorrillo": Sirio y el Cachorrillo juntos forman una Estrella Binaria. *(Dos estrellas que giran alrededor de un centro de gravedad común se llaman "Estrella Binaria")*. El Cachorrillo tiene solamente 1/10,000 del brillo

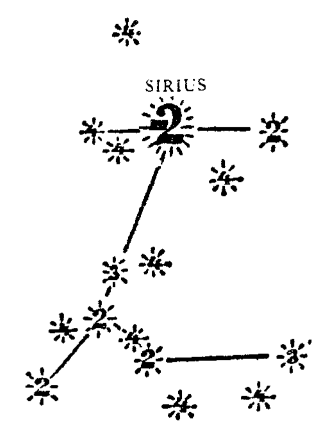


Fig. 32. Canis Major (El Can Mayor).

de Sirio. La justificación de su fama se debe a su densidad extraordinariamente alta, causada por una gran masa contenida en un volumen bastante pequeño. La masa del Cachorrillo se estima en 250,000 veces la masa de la Tierra. Su diámetro es solamente el triple que el de la Tierra. Una pulgada cúbica de la materia del Cachorrillo pesaría una tonelada.

LEYENDA SOBRE LOS CANES

Siendo Orión el "Cazador", es natural considerar a los "Canes" como de su propiedad. Tanto el Can Mayor, como el Menor siguen de cerca los talones de Orión en el cielo.

Hay una hermosa leyenda sobre Icaro y la fidelidad de su perro Mera. Mera estuvo al lado de su amo durante su vida y después de que fue asesinado. De acuerdo con la leyenda, los dioses recompensaron la fidelidad de Mera colocándolo entre las estrellas, y se convirtió en "Canis Minor".

LOCALIZANDO LOS GEMELOS Y LOS CANES

Los Gemelos cruzan el meridiano celeste cerca del zenit. Canis Major cruza cerca del punto sur del horizonte; Canis Minor está aproximadamente a media distancia entre el Can Mayor y los Gemelos.

Se usan diversas ayudas para identificar las estrellas individuales. Es útil saber que Betelgeuse en Orión, Sirio en Canis Major y Procyon en Canis Minor forman un triángulo equilátero. Cada lado del triángulo subtiende un ángulo de 25°, o de casi cinco veces la distancia entre las apuntadoras.

Frecuentemente se usa otra línea guía para localizar a Sirio: una prolongación de las "estrellas

del cinto" de Orión hacia el sureste apunta hacia Sirio.

CONSTELACIONES DE ABRIL

Leo (el León), Leo Minor (el León Menor), y la Hydra (la Serpiente de Mar) están cerca del meridiano en Abril. Los Gemelos y los Canes están ahora al oeste del meridiano. El Cazador y el Cochero están próximos al horizonte occidental. (Véase la Figura 33.)

LAS ESTRELLAS DE LEO

Las estrellas que pertenecen a Leo, el mayor de los dos leones, forman el diseño de una hoz seguida de un triángulo. (Véase la Figura 34.) En

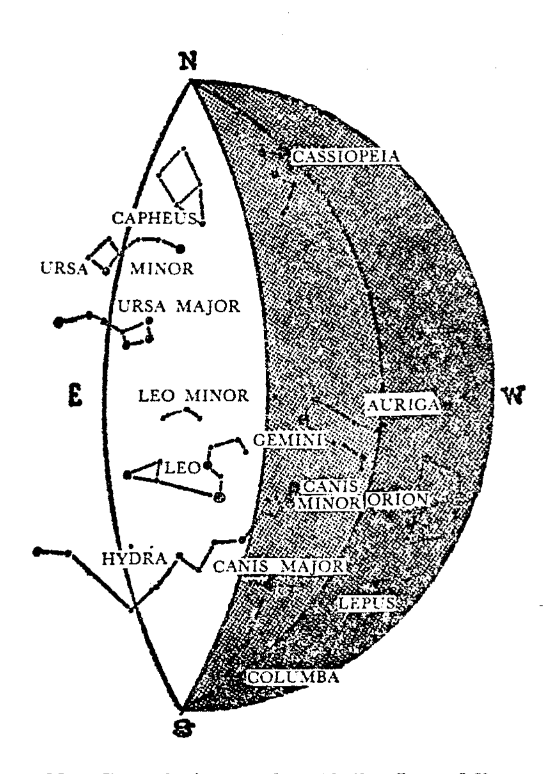


Fig. 33. Constelaciones de Abril. Leo Minor, e Hydra figuran entre las constelaciones más notables próximas al Meridiano Celeste Local. Las constelaciones de Marzo, mostradas en la sombra, se han movido hacia el oeste, y las constelaciones de Febrero (Auriga y Orión) están ahora cerca del horizonte occidental. (Véanse las notas bajo la figura 26).

mitología, esta constelación representaba el león muerto por Hércules en el primero de sus doce trabajos. La estrella brillante de la parte inferior de la hoz es Regulus, el Reyecito. Este nombre fue puesto a la estrella por Copérnico. La estrella se conoce también por una diversidad de otros

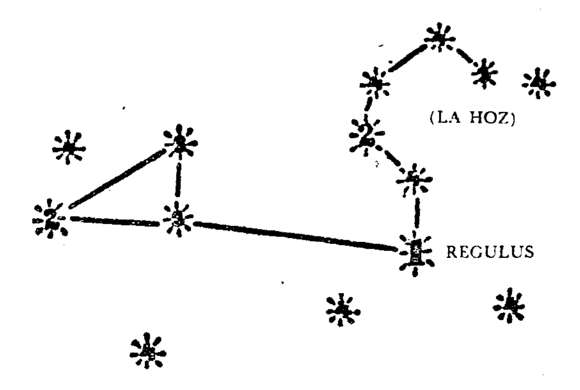


Fig. 34. Leo (El León). Regulus, con una magnitud de 1.3 está a 71 años luz del Sol. Se aleja de la Tierra a razón de 5000 millas (8000 Km) por hora, aproximadamente. Regulus es casi 100 veces más luminoso que el Sol.

nombres, tales como "el Rey", "el Poderoso", "el Héroe" y "el Regente".

Regulus es una estrella blanca de primera magnitud y es visible en las latitudes medias durante ocho meses del año. Sale del noreste alrededor de las 9. p.m. de tiempo local la Noche de Año Nuevo, y puede verse por las noches hasta el final de agosto.

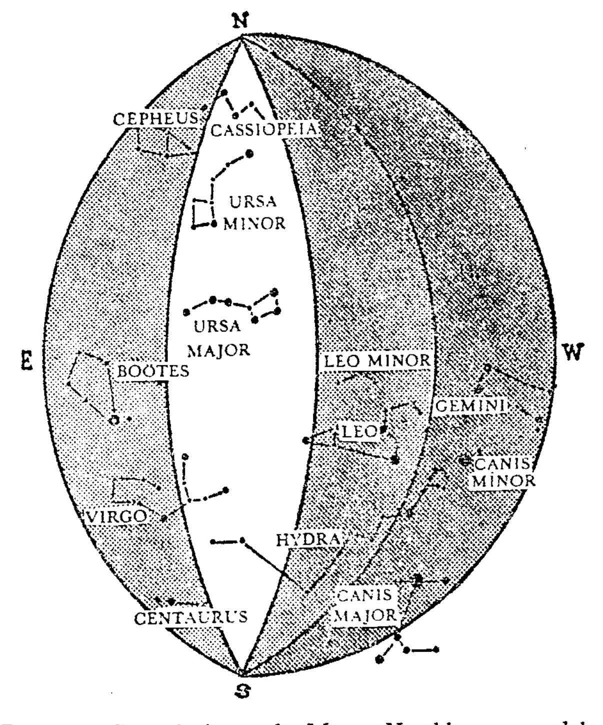


Fig. 35. Constelaciones de Mayo. Notables cerca del Meridiano Celeste Local están tres constelaciones circumpolares: Ursa Minor, Ursa Major y Cassiopeia. Las constelaciones de Abril, en la sombra, están al oeste del meridiano y las constelaciones de Marzo (Gemini, etc.) están muy avanzadas hacia el horizonte occidental. Hacia el oriente, en la sombra, están Boötes, Virgo y Centaurus. (Véanse las notas bajo la Figura 26.)

LOCALIZANDO A LEO

Regulus puede localizarse fácilmente siguiendo la línea de las apuntadoras del Gran Cazo, más allá de la Estrella del Norte, en un ángulo de 35°, o siete veces la distancia entre Dubhe y Merak, las estrellas apuntadoras.

LA SERPIENTE DE MAR

Esta constelación se extiende por más de un cuarto de círculo a través del cielo. La cabeza de la serpiente está cerca de Canis Minor, y su cola alejada casi 100°, está próxima a la constelación de Libra. Las estrellas de esta constelación son débiles: la más brillante es una estrella de segunda magnitud llamada Alphard, lo cual significa "el solitario". Es una estrella roja localizada en el corazón de la serpiente.

De acuerdo con una vieja leyenda, la Serpiente de Mar era una criatura bastante peculiar. Tenía muchas cabezas y la facultad de reponerlas. Cuando se le cortaba una cabeza, le crecían dos nuevas en el mismo lugar.

CONSTELACIONES DE MAYO

Ursa Major (el Gran Cazo) está alta en el cielo. (Véase la Fig. 35.) Las apuntadoras cruzan el meridiano cerca del zenit. La taza del Cazo se abre hacia abajo y el mango se extiende hacia el este. Ursa Major, siendo una constelación circumpolar, fue ya antes descrita en detalle.

CONSTELACIONES DE JUNIO

Boötes (el Labrador) y Virgo (la Virgen) son las dos constelaciones por observarse este mes. Cada una tiene una estrella brillante que ayuda a identificarla. (Véase la Figura 36.)

Mientras que Boötes cruza el meridiano cerca del zenit, Virgo está a la mitad entre el zenit y el punto sur del horizonte.

También pueden verse cerca del horizonte sur varias estrellas que pertenecen a la constelación de Centaurus. Las estrellas más brillantes de esta constelación no están nunca sobre el horizonte en las latitudes medias. Pueden verse desde las latitudes próximas al Ecuador y más al sur.

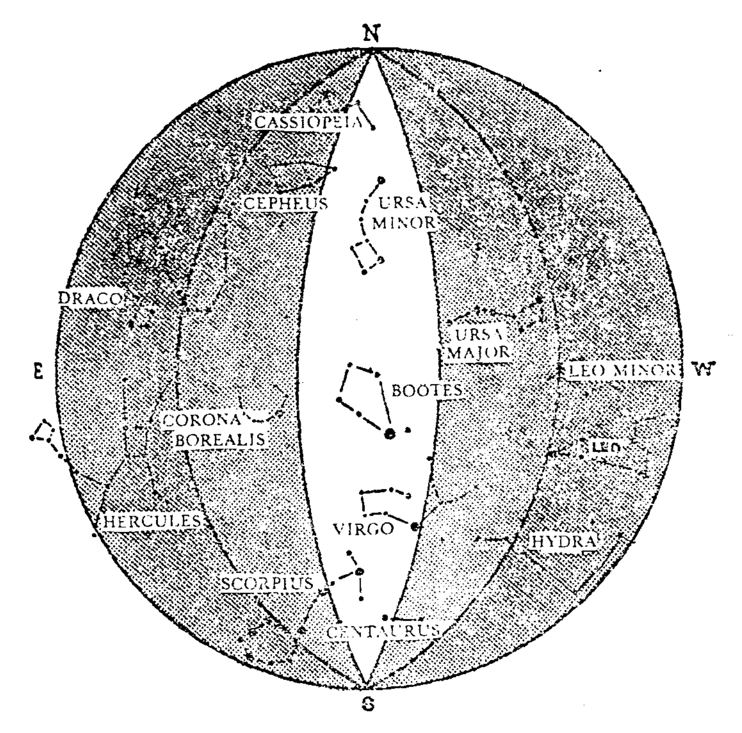


Fig. 36. Constelaciones de Junio. Son notables Boötes y Virgo, cerca del Meridiano Celeste Local. Las constelaciones de Abril (Leo, etc.) están bien avanzadas hacia el horizonte occidental. Corona Borealis y Scorpius están en los segmentos sombreados y estarán cerca del Meridiano Celeste Local en Julio. Hércules, en el segmento fuertemente sombreado próximo al horizonte occidental, estará cerca del Meridiano Celeste Local en Agosto. (Véanse las notas bajo la Figura 26.)

LAS ESTRELLAS DE BOÖTES

De las ocho estrellas claramente visibles de Boötes, es de particular interés α (Alpha) Boötis, comúnmente conocida como Arturo. (Véase la Figura 37.) Esta estrella rojiza y brillante es una de las pocas estrellas mencionadas en la Biblia.

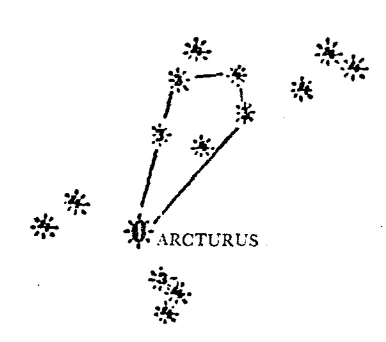


FIG. 37. Boötes (el Labrador o el Pastor). Arturo es casi 80 veces más brillante que el Sol. Es una estrella gigante de baja temperatura y baja densidad.

En 1933 la luz proveniente de Arturo —afocada a una célula fotoeléctrica— se uso para abrir la Feria Mundial de Chicago. En ese tiempo se creía que Arturo estaba a 40 años luz de la Tierra, y por tanto que un rayo de luz estaría viajando desde 1893, el año de la anterior Feria Mundial de Chicago. Cálculos más recientes indican que Arturo está realmente a 38 años luz.

Según el brillo, Arturo es la cuarta estrella visible desde las latitudes medias (mag. aprox. 0.2) y es la sexta de todo el cielo. También es una de las estrellas brillantes que se mueven más rápidamente. Se estima que su velocidad es mayor que ochenta millas por segunda (129 Km por segundo). Debido a su distancia, a Arturo le toma más de 800 años moverse medio grado en un arco en el cielo. Dentro de ochocientos años Arturo estará más cerca de la constelación de Virgo en un medio grado, distancia igual al diámetro aparente de la Luna.

LOCALIZANDO A BOÖTES

A menudo se usa el mango del Gran Cazo como ayuda para localizar a Arturo, la estrella brillante de Boötes. El arco descrito por el mango se extiende casi 30° (seis veces la distancia entre las apuntadoras); la prolongación del arco conduce a Arturo.

LAS ESTRELLAS DE VIRGO

La estrella brillante de la constelación es Spica (la Espiga) (Véase la Fig. 38.) Es una hermosa estrella blanca que sale un poco al sureste en Marzo y permanece visible, en las latitudes medias, a través del verano. Dice una leyenda que Spica representa una espiga de trigo en las manos de la Virgen, recordando al labrador que el tiempo de plantar ya ha llegado.

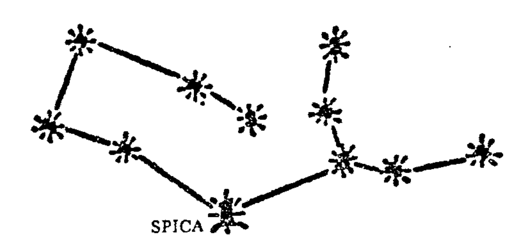


FIG. 38. Virgo (la Virgen). Spica, con una magnitud aparente de 1.2 es la estrella brillante de esta constelación. En tiempos antiguos Spica era conocida como la "Estrella de la Prosperidad", y se construyeron templos en su honor.

Cerca de Spica se intersectan en la esfera celeste dos círculos importantes —el Ecuador celeste y la eclíptica. *La eclíptica es el círculo aparente descrito por el Sol en la esfera celeste.*

El punto donde se intersectan el Ecuador y la eclíptica se llama Equinoccio de Otoño. El Sol está en ese punto en Septiembre 23 o cerca de esa fecha.

LOCALIZANDO A VIRGO

Con frecuencia se usa el mango del Gran Cazo y Arturo como ayuda para localizar a Spica, la estrella brillante de Virgo. El arco del mango, cuando se prolonga pasando por Arturo, apunta hacia Spica.

CONSTELACIONES DE JULIO

Las constelaciones Scorpius (el Escorpión) y Corona Borealis (la Corona del Norte). (Véase la Figura 39.) Cruza el meridiano celeste en las primeras horas de la noche en Julio. Corona Borealis está cerca del zenit, mientras que Scorpius está cerca del horizonte sur. Las estrellas de Scorpius parecen delinear un alacrán y las estrellas de Corona Borealis sugieren el contorno de una corona.

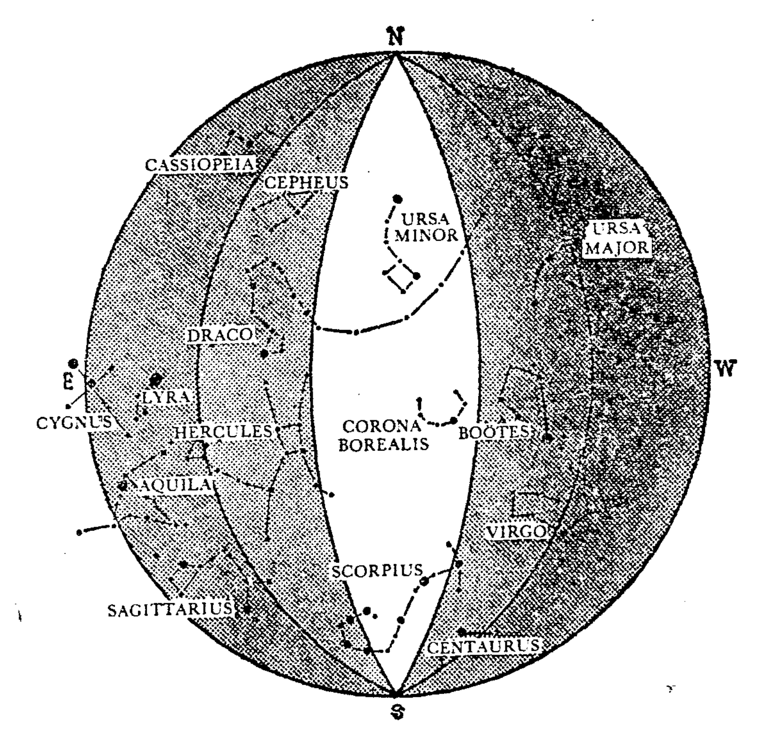


FIG. 39. Constelaciones de Julio. Corona Borealis y Scorpius son notables próximas al Meridiano Celeste Local. Las estrellas de Junio, en la sombra, han pasado al meridiano y le siguen su camino hacia el horizonte occidental. Las estrellas de Agosto, en la sombra, y las de Septiembre, en sombreado fuerte, están al este de la línea. (Véanse las notas bajo la Figura 26.)

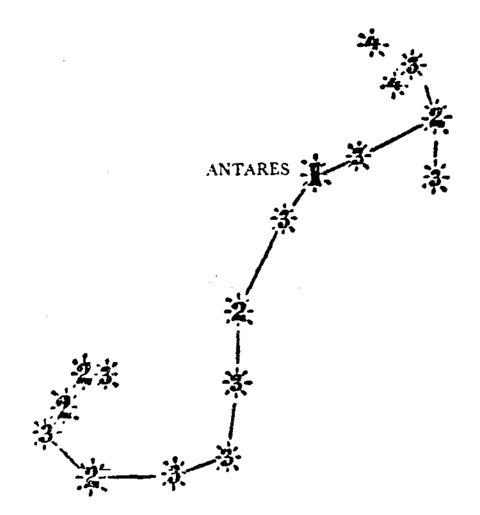


FIG. 40. Scorpius (el Escorpión). Scorpius es una de las doce constelaciones del Zodíaco. El Sol está en esta constelación a fines de Octubre y a principios de Noviembre. Antares, la estrella brillante, tiene una magnitud aparente de 1.2.

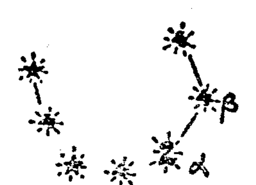


FIG. 41. Corona Borealis (la Corona del Norte). La estrella α (Alpha) se conoce como la "Perla de la Corona". Los navegantes la llaman Alphecca.

LAS ESTRELLAS DE SCORPIUS

La estrella brillante es Antares, una de las pocas estrellas brillantes e inconfundiblemente rojas. (Véase la Figura 40.) Es una estrella gigantesca, siendo su diámetro casi 300 veces mayor que el del Sol.

LAS ESTRELLAS DE CORONA BOREALIS

La constelación está compuesta de siete estrellas en la forma de un semicírculo. (Véase la Figura 41.) Seis de las siete estrellas principales son de cuarta magnitud. La estrella de en medio es de segunda magnitud y se conoce como "Perla de la Corona".

CORONA BOREALIS EN LA LEYENDA

Dice la leyenda que esta corona perteneció una vez a la hermosa Ariadna, esposa de Teseo, quien fue uno de los muchos atenienses destinados al sacrificio al Minotauro, el feroz mitad hombre, mitad toro que habitaba en un famoso laberinto de Creta. Teseo, con la ayuda de Ariadna, mató al monstruo. Ariadna proveyó a su amante de una espada y una madeja de hilo. Desenrollando

la madeja, penetró Teseo al laberinto y cumplió su misión. Entonces, volviendo sobre sus pasos con la ayuda del hilo, escapó. La historia, sin embargo, tiene un final desgraciado. El matrimonio de Teseo y Ariadna no duró mucho. Teseo abandonó a su esposa. El dios Baco, para consolar a Ariadna, le regaló la corona, la cual después de su muerte fue colocada en el cielo.

De nuevo, esta constelación es solamente un efecto del acaso. No hay dos de las siete estrellas que se muevan en la misma dirección ni a la misma velocidad. Las dos estrellas α (Alpha) y β (Beta) Coronae se mueven en direcciones opuestas y han casi intercambiado sus lugares en los últimos 50,000 años. Dentro de otros 50,000 años no parecerá ya una corona esta constelación.

CONSTELACIONES DE AGOSTO

La constelación de Hércules (el Arrodillado), (véase la Figura 42.) está directamente sobre la cabeza. Sigue los pasos de Boötes y Corona Borealis, las cuales ya han pasado del meridiano y están en camino hacia el horizonte occidental.

LAS ESTRELLAS DE HERCULES

El interés en esta constelación no es debido al brillo de sus estrellas. No hay estrellas de magnitud cero, uno, o dos en esta constelación. Las varias estrellas brillantes que parecen formar la letra "H" son todas de tercera magnitud. (Véase la Figura 43.) Hay, sin embargo, dos poderosas razones para tener gran interés en Hércules:

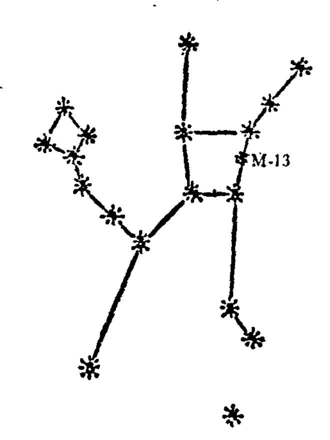


FIG. 43. Hércules (el Arrodillado). Las estrellas más brillantes de esta constelación son de tercera magnitud.

1. Contiene uno de los cúmulos más notables. Es éste el conglomerado que generalmente se conoce por su número en el catálogo Messier, M-13. Es apenas visible a simple vista en una noche clara y sin luna, viéndose como una débil estrella de sexta magnitud. La amplificación telescópica

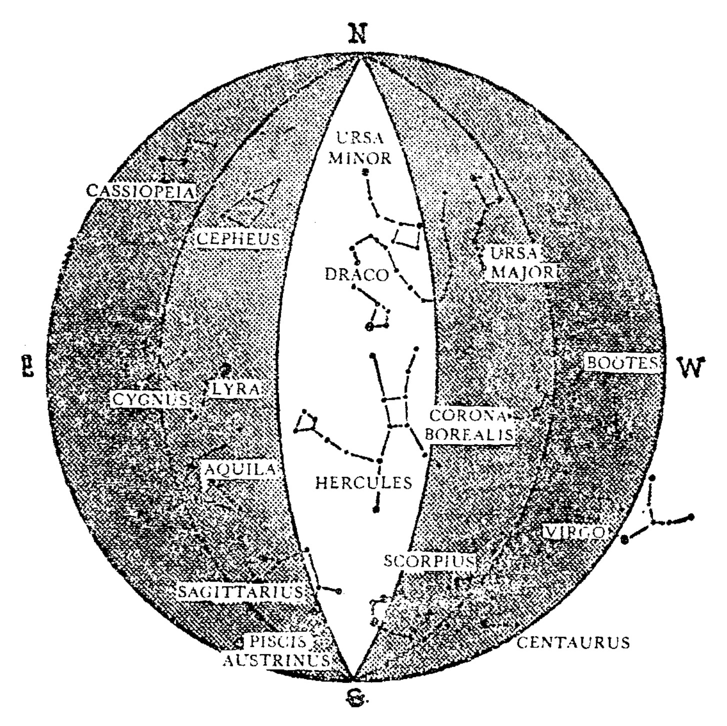


FIG. 42. Constelaciones de Agosto. Hércules está cerca del Meridiano Celeste Local. Las constelaciones de Julio, en sombreado suave, y las constelaciones de Junio, en sombreado fuerte, están en el cielo occidental. Las constelaciones de Septiembre, en la sombra suave, y las constelaciones de Octubre, en el sombreado fuerte están al oriente del meridiano. (Véanse las notas bajo la Fig. 26.)

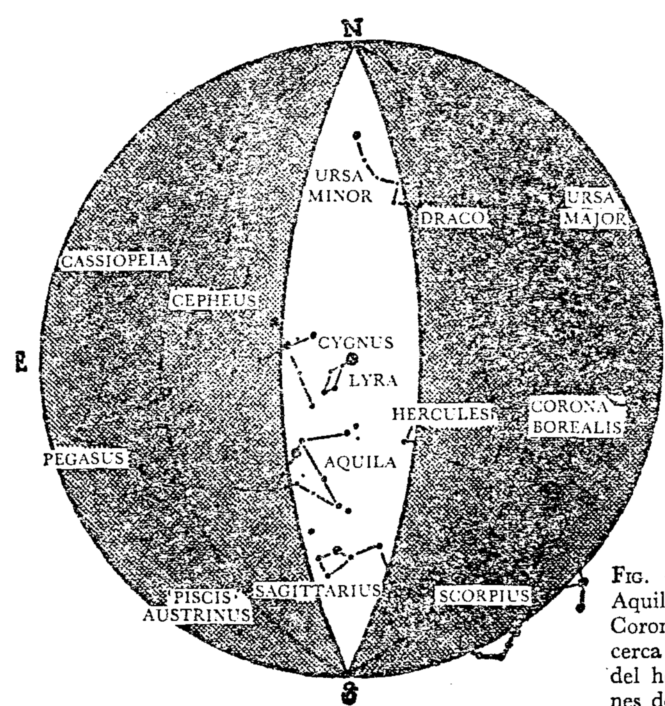


FIG. 44. Constelaciones de Septiembre. Cygnus, Lyra, Aquila y Sagitarius pueblan el Meridiano Celeste Local. Corona Borealis, en la zona fuertemente sombreada, está cerca del horizonte occidental. Pegasus, que está cerca del horizonte oriental, será discutida con las constelaciones de Noviembre. (Véanse las notas bajo la Figura 26.)

revela que esta borrosa mancha de luz es un conglomerado de estrellas sumamente compactado. Más de 50,000 estrellas del conglomerado son suficientemente brillantes para ser observadas con los telescopios actuales. Las estrellas próximas al centro del cúmulo están demasiado amontonadas como para cortarse separadamente.

Debe notarse que el cúmulo solamente parece estar en Hércules. En realidad está muchísimo más lejos de nosotros que las estrellas de esa constelación. El cúmulo está a 34,000 años luz de la Tierra.

2. Hércules ocupa la región del cielo hacia la cual se dirige el Sol. El Sol, la Tierra y todos los otros planetas se mueven solidariamente a través del espacio a razón de 12 millas (19.3 Km) por segundo. Cada segundo el sistema solar entero se acerca 12 millas más a esa región del cielo.

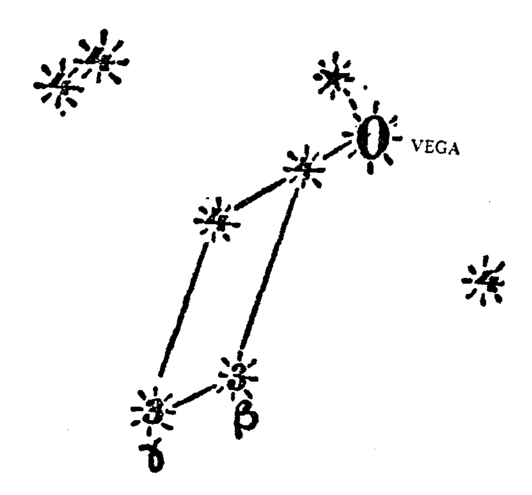


FIG. 45. Lyra (la Lira). Vega, la estrella brillante, tiene una magnitud aparente de 0.1. En 1850, fue Vega la primera estrella en ser fotografiada.

CONSTELACIONES DE SEPTIEMBRE

De nuevo está el meridiano lleno de hermosas constelaciones. (Véase la Figura 44.) Lyra (la Lira) y Cygnus (el Cisne) están cerca del zenit. Sagitarius (el Flechador) está cerca del sur del horizonte. Aquila (el Aguila) está a medio camino entre el Flechador y la Lira.

LAS ESTRELLAS DE LYRA

La estrella brillante de la Lira es Vega. (Véase la Figura 45.) Es una estrella de magnitud cero, la cuarta en brillo entre todas las estrellas. Vega fue una vez la Estrella del Norte, respecto a la Tierra, y dentro de 12,000 años será de nuevo la estrella polar. El eje alrededor del cual gira nuestra Tierra describe un cono delgado una vez cada 25,800 años. El movimiento de este eje se conoce como precesión, y se explica en detalle en la página .... El eje ahora apunta hacia α (Alpha) Ursae Minoris. En el año 14,000 d. c. apuntará de nuevo hacia Vega.

Otra estrella de interés en esta constelación es β (Betha) Lyrae. Esta estrella cambia su magnitud aparente cada 12.9 días. El cambio en brillo

va de 3.4 a 4.3. Puede observarse a simple vista esta variación comparando β (Beta) Lyrae con su vecina ɣ (Gamma) Lyrae. Durante su mayor brillo, β (Beta) es casi tan brillante como ɣ (Gamma), de 3.3 de magnitud aparente; durante su menor brillo, es considerablemente más débil.

LEYENDAS ACERCA DE LA LIRA

La constelación de la Lira representa simbólicamente la lira que Apolo dio a Orfeo. En su tiempo tenía renombre Orfeo por ser capaz de encantar con su música tanto a los objetos animados como a los inanimados.

Después de la muerte de Orfeo, Júpiter colocó su lira mágica en el cielo.

LAS ESTRELLAS DE CYGNUS

Cygnus, el Cisne, se conoce también como "Cruz del Norte". (Véase la Figura 46.) Generalmente se pinta al Cisne volando hacia el sur con

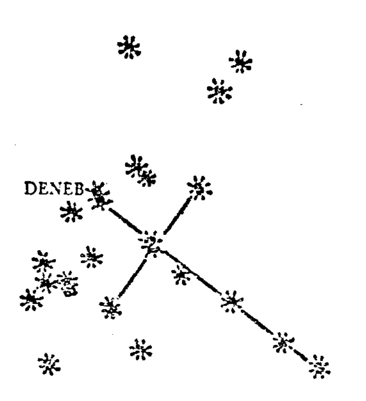


FIG. 46. Cygnus (el Cisne). Esta constelación se conoce también como Cruz del Norte. Se muestran las estrellas de cuarta magnitud y las más brillantes. Varias estrellas más débiles que la cuarta magnitud se presentan por el símbolo*.

Deneb, la estrella más brillante, que marca la cola; la Cruz apuntando hacia el norte con la estrella de magnitud 1.3, Deneb, marcando la cabeza.

La débil y blanquecina Vía Láctea puede verse al fondo de esta constelación.

Otra estrella de Cygnus, 61 Cygni, es de importancia histórica. Fue la primera estrella cuya distancia se midió. Durante muchos años se pensó que 61 Cygni, a 11.1 años luz, era la vecina más cercana al Sistema Solar. Medidas posteriores han mostrado que varias otras estrellas, por ejemplo α (Alpha) Centauri y Sirio, están más cerca.

LAS ESTRELLAS DE SAGITTARIUS

Sagittarius, el Flechador (véase la **Figura 47.**), no tiene estrellas muy brillantes. Muchos astrónomos creen que una recta desde el Sol y a través de Sagittarius apuntaría al centro de nuestra Galaxia.

En esta región del cielo puede hallarse la parte más brillante de la Vía Láctea.

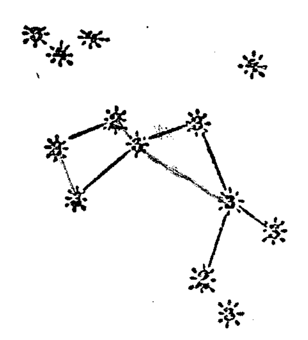


FIG. 47. Sagittarius (el Flechador).

LAS ESTRELLAS DE AQUILA

Aquila, el Aguila, que subió a Ganimedes al Monte Olimpo para servir a Júpiter como copero, tiene a Altair como su estrella muy brillante. (Véase la Figura 48.) Altair está bastante cerca de la Tierra —su distancia es de sólo 14 años luz (80 billones de millas = 128 billones de kilómetros). Aquila atrajo gran atención en 1918 cuando por breve tiempo una estrella muy brillante que alcanzó una magnitud aparente máxima de —1.4 apareció en esa constelación, luego disminuyó rápidamente de brillo. Ahora ha vuelto a su débil magnitud de 12.

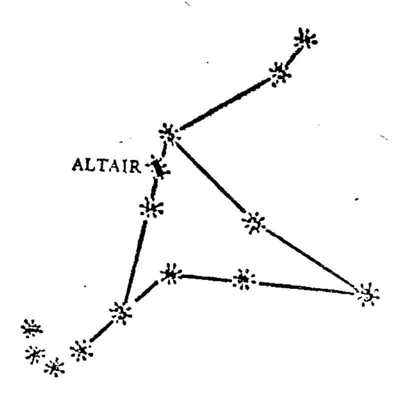


FIG. 48. Aquila (el Aguila).

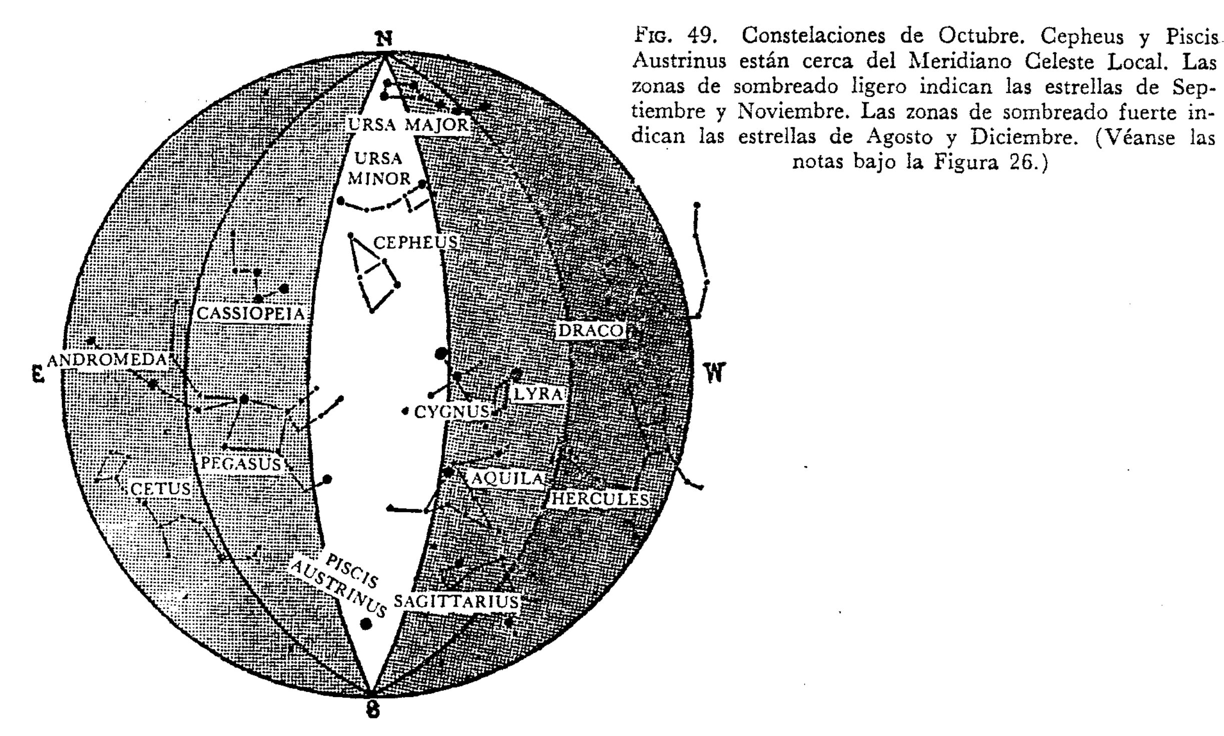


FIG. 49. Constelaciones de Octubre. Cepheus y Piscis Austrinus están cerca del Meridiano Celeste Local. Las zonas de sombreado ligero indican las estrellas de Septiembre y Noviembre. Las zonas de sombreado fuerte indican las estrellas de Agosto y Diciembre. (Véanse las notas bajo la Figura 26.)

CONSTELACIONES DE OCTUBRE

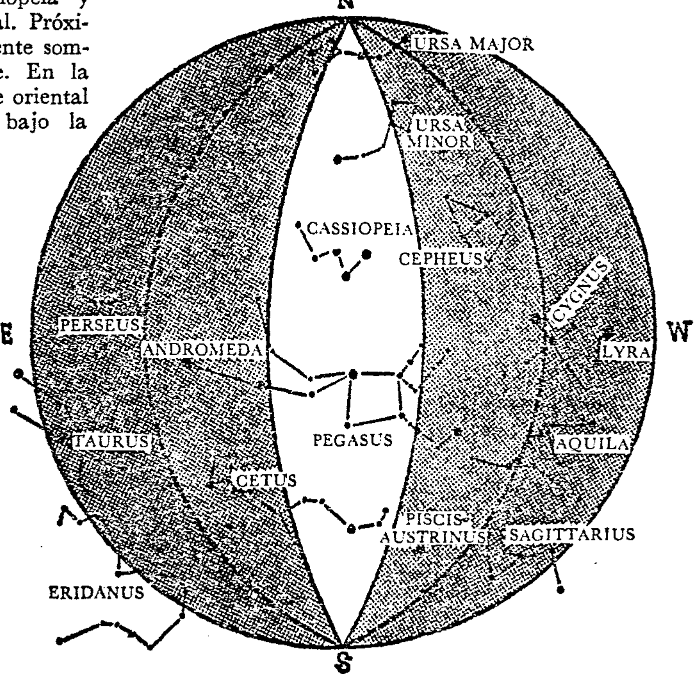
Cepheus, la constelación circumpolar, está ahora alta en el cielo. El meridiano celeste la divide por el medio.

Piscis Austrinus (Pez del Sur), es la otra constelación próxima al meridiano que es de particular interés. También se conoce como Piscis Australis. (Véase la Figura 49.)

LAS ESTRELLAS DE PISCIS AUSTRINUS

Fomalhaut, una estrella de primera magnitud, es la estrella brillante no sólo de esta constelación sino también de toda esta región del cielo. Fomalhaut fue una de las cuatro "Estrellas Regias" de la Astrología. (Las otras tres fueron Regulus, Antares y Aldebarán). En la Astrología antigua se consideraba que Fomalhaut era indicativa de poder y eminencia.

FIG. 50. Constelaciones de Noviembre. Cassiopeia y Pegasus están cerca del Meridiano Celeste Local. Próximas al horizonte occidental, en la zona fuertemente sombreada, están las constelaciones de Septiembre. En la zona fuertemente sombreada próxima al horizonte oriental están Taurus y Perseus. (Véanse las notas bajo la Figura 26.)



CONSTELACIONES DE NOVIEMBRE

Cassiopeia está ahora alta en el cielo cerca del meridiano celeste. (Véase la Figura 50.)

Pegasus (el Caballo Alado) también está a lo largo del meridiano.

LAS ESTRELLAS DE PEGASUS

Generalmente se identifica esta constelación con la ayuda del Gran Cuadrado de Pegasus. (Véase la Figura 51.) Solamente tres estrellas de las que forman el cuadrado pertenecen realmente a Pegasus. La estrella del vértice noreste, Alpheratz, pertenece a la constelación de Andrómeda. El Caballo Alado, conocido también como Caballo Volador, que generalmente se ve de arriba abajo en el cielo, representa el caballo en que cabalgó Perseo cuando rescató a Andrómeda del Monstruo Marino.

LOCALIZANDO A PEGASUS

Alpheratz, la estrella nororiental del Cuadrado, puede localizarse trazando una recta de Polaris a Caph, β (Beta) Cassiopeiae, y prolongándola una distancia igual.

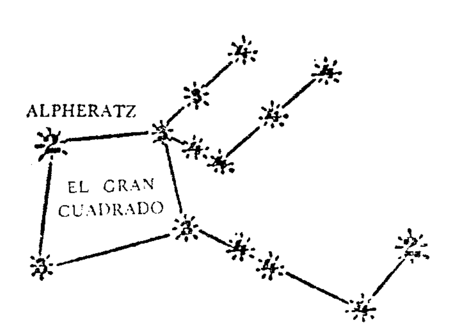


FIG. 51. Pegasus
(Caballo Alado o Caballo Volador).

CONSTELACIONES DE DICIEMBRE

Andrómeda (la Dama Encadenada) sigue a Pegasus en el cielo. (Véase la Figura 52.) Andrómeda está más cerca del zenit que Pegasus.

Otra constelación interesante en el meridiano es Cetus (la Ballena), la cual puede localizarse aproximadamente a 30º arriba del horizonte sur.

LAS ESTRELLAS DE ANDROMEDA

Alpheratz, la estrella más brillante de esta constelación (véase la Figura 53.), tiene una magnitud aparente de 2.1. En la clasificación de las estrellas de Bayer se designa con α (Alpha) Andromedae.

El gran interés en esta parte del cielo es un objeto designado científicamente por M31, o como NGC224, localizado cerca de ν (Nu) Andromedae. A simple vista aparece como una estrella difusa de casi 5 de magnitud; su verdadero carácter sólo puede ponerse de manifiesto con la ayuda de instrumentos. M31 es una galaxia bastante similar a nuestra Galaxia. Consiste de billones de estrellas y es un poco mayor que nuestra Galaxia. Es el más lejano objeto del espacio que puede verse a simple vista. La luz que sale de la Gran Galaxia de Andrómeda llega a nosotros después de viajar por el espacio durante casi 1,500,000 años.

Otras semejanzas entre la Gran Galaxia de Andrómeda y nuestra Galaxia son (a) ambas están circundadas por cúmulos globulares, (b) ambas contienen grandes nubes de estrellas, y (c) grandes áreas obscuras pueden verse en ambas Galaxias.

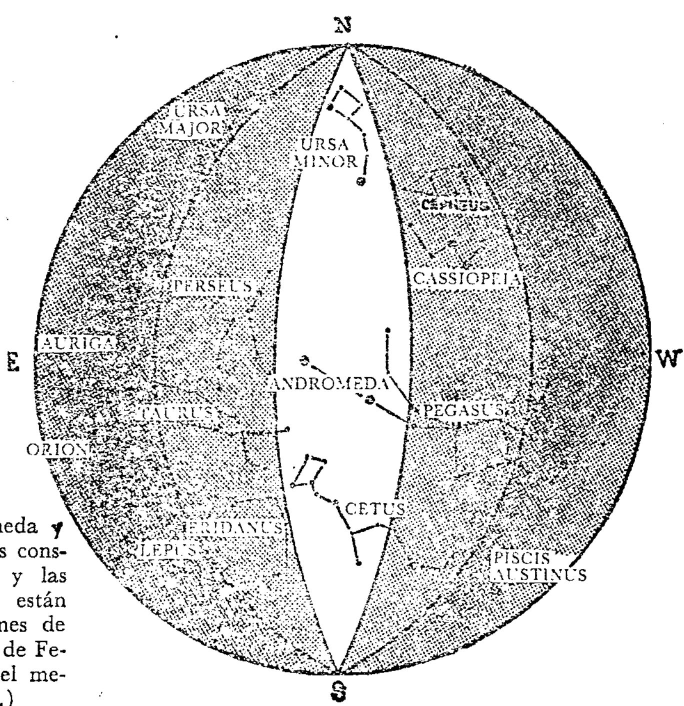


FIG. 52. Constelaciones de Diciembre. Andrómeda y Cetus están cerca del Meridiano Celeste Local. Las constelaciones de Noviembre, en sombreado ligero, y las constelaciones de Octubre, en sombreado fuerte, están en la parte occidental del cielo. Las constelaciones de Enero, ligeramente sombreadas, y las constelaciones de Febrero, fuertemente sombreadas, están al oriente del meridiano. (Véanse las notas bajo la Figura 20.)

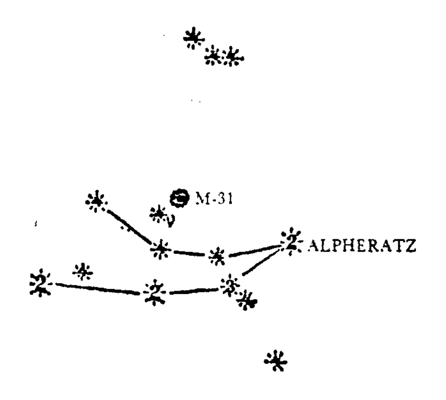


FIG. 53. Andrómeda (la Dama Encadenada). Alpheratz marca la cabeza de Andrómeda.

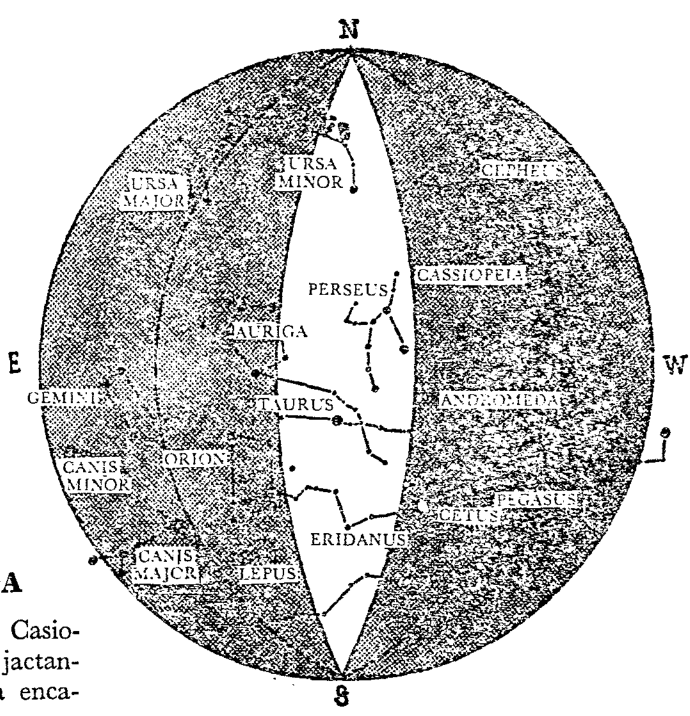


FIG. 54. Constelaciones de Enero. Perseus, Taurus y Eridanus están cerca del meridiano celeste. Próximas al horizonte occidental, en sombreado fuerte, están las constelaciones de Noviembre. Próximas al horizonte oriental, también en sombreado fuerte, están las constelaciones de Marzo. (Véanse las notas bajo la Figura 26.)

ANDROMEDA EN LA LEYENDA

Andrómeda, la hermosa hija de Cefeo y Casiopea, enfureció a las ninfas del mar por su jactanciosa vanidad. Para castigarla, Neptuno la encadenó a una roca en la playa como presa para el monstruo marino que por entonces asolaba la costa. Perseo vino a rescatarla. Justamente cuando el monstruo estaba por atacar a Andrómeda, mágicamente Perseo convirtió al monstruo en piedra, salvándola.

CONSTELACIONES DE ENERO

Perseus (el Campeón), Taurus (el Toro) y Eridanus (el Río Po), están cerca del meridiano en este mes. (Véase la Figura 54.) Perseus puede verse cerca del zenit, Taurus al sureste de él, y Eridanus se extiende sobre una gran porción del cielo del sur. Al este del meridiano están Auriga, el Cochero y Orión, el Cazador. Un nuevo ciclo de la procesión de estrellas está por comenzar.

LAS ESTRELLAS DE PERSEUS

Realmente no hay estrellas brillantes en Perseus; sin embargo, la estrella β (Beta) Persei, es de interés. (Véase la Fig. 55.) En una estrella eclipsante, β (Beta) Persei, también conocida como Algol, el "Demonio", consiste realmente de dos estrellas de brillo desigual separadas 13 millones de millas (21 millones de kilómetros), girando alrededor de su centro de gravedad. Sus órbitas están inclinadas 8° de la posición de canto relativa a la Tierra. Cada dos días, 21 horas la estrella más débil eclipsa a la compañera más brillante, y el brillo aparente de la combinación se reduce a un tercio de su valor normal —esto es, de 2.2 de magnitud aparente a 3.5. El eclipse de la compañera débil por la brillante causa solamente una pequeña disminución del brillo.

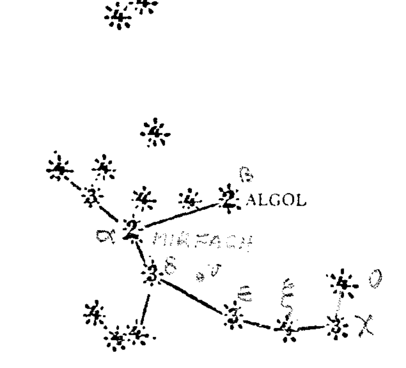


FIG. 55. Perseus (el Campeón o el Héroe).

LAS ESTRELLAS DE TAURUS

La hermosa constelación de Taurus es bien conocida porque las Pléyades forman parte de ella. (Véase la Figura 56.) Las Pléyades son un subgrupo de siete estrellas colocadas en la forma de un cazo pequeño. De acuerdo con la leyenda, las Pléyades, las siete hijas del poderoso Atlas, fueron perseguidas por Orión, el Cazador, y fueron convertidas en palomas para escapar de él.

El otro subgrupo de Taurus es el de las Hiadas. A veces se dibujan las Hiadas formando el con-

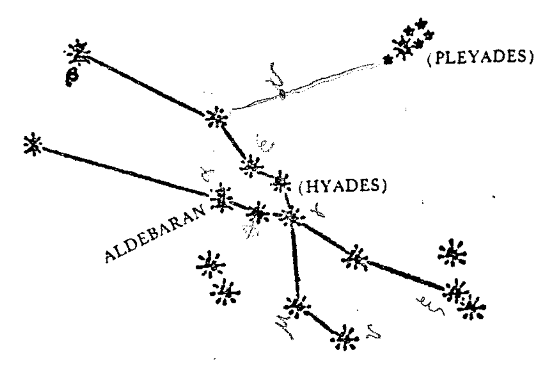


Fig. 56. Taurus (el Toro). Tanto las Hiadas como las Pléyades son cúmulos de estrellas abiertos. Hay varios cientos de estrellas en el cúmulo de las Pléyades.

torno de la cabeza del Toro. Formando las Pléyades los hombros.

Aldebaran, la estrella brillante, roja, de primera magnitud, está invariablemente colocada en el ojo izquierdo del Toro. Aldebaran significa "El seguidor" en árabe. Sigue a las Pléyades en el cielo.

LAS ESTRELLAS DE ERIDANUS

Eridanus es una de las constelaciones más largas del cielo. Varias veces en la historia ha sido conocida como el Rey de los Ríos, el Río Jordán, el Río Nilo, y en tiempos más recientes, el Río Po.

La fuente del río es la estrella β (Beta) Eridani, varios grados al noroeste de Rigel de Orión. Desde éstas, la constelación serpentea pasando Cetus, la Ballena, para dar una longitud total de 130°.

Achernar, la estrella de primera magnitud de Eridanus, no puede observarse desde las latitudes medias del norte. La estrella que está a sólo 33° del Polo Sur Celeste y nunca surge sobre el horizonte para los observadores al norte de la latitud 33° N.

PARTE 4: ESTRELLAS CIRCUMPOLARES DEL SUR

Esta sección trata de las estrellas que están siempre *debajo* del horizonte para los observadores en las latitudes medias. Se denominan *Estrellas Circumpolares del Sur,* y pueden verse desde el hemisferio sur de la Tierra y observarse idealmente desde Australia, Sud Africa o Sud América. (Véase la Figura 57.)

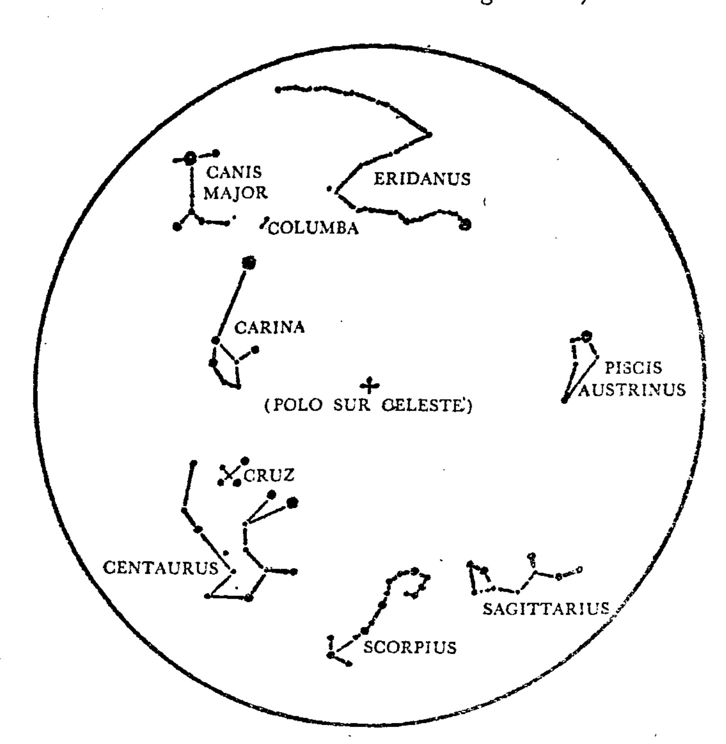


Fig. 57. Las Estrellas Circumpolares del Sur. No hay ninguna estrella brillante cerca del Polo Sur Celeste. Se indican solamente las constelaciones más familiares. Se muestran las estrellas de tercera magnitud y las más brillantes. Las estrellas de cuarta magnitud se muestran solamente cuando son parte del diseño generalmente asociado con las constelaciones. El tamaño del punto corresponde al brillo de la estrella. (Véanse las notas bajo la Figura 26.)

Tres hermosas constelaciones embellecen el cielo "inferior". Carina (la Quilla del Barco) es una de estas constelaciones; Crux (la Cruz del Sur), un objeto de gran interés para los antípodas, es otro. La tercera constelación es Centaurus (el Centauro), doblemente representado en la lista de las Veinte Estrellas más Brillante.

LAS ESTRELLAS DE CARINA

La estrella α (Alpha) de Carina es Canopus, según el brillo la segunda estrella del cielo. Su magnitud aparente es de —0.9, comparable a —1.6 para la estrella más brillante, Sirio. Canopus puede verse en las noches de invierno en las regiones sureñas de los Estados Unidos. Cruza el meridiano celeste local casi al mismo tiempo que Sirio. (Véase la Figura 58.)

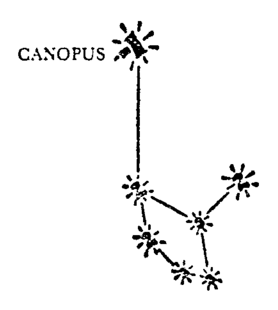


FIG. 58. Carina (la Quilla del Barco). Algunos astrónomos consideran a Carina como parte de otra constelación conocida como Argo.

LAS ESTRELLAS DE CRUX

Generalmente se considera a la Cruz del Sur como la constelación más hermosa del cielo. El brillo de las cuatro estrellas resulta grandemente aumentado por lo compacto de la constelación. La estrella α (Alpha) de la Cruz es casi tan brillante como Betelgeuse. Es conocida tanto por su nombre científico, α (Alpha) Crucis, o simplemente como Acrux. (Véase la Figura 59.) Mientras que estas estrellas no pueden ser vistas desde la mayor parte de los Estados Unidos, sí pueden observarse desde regiones más al sur. La Cruz del Sur puede verse, en su punto más alto, desde partes de Florida y Texas. Ver la Cruz es una experiencia memorable: la belleza de la constelación misma resulta aumentada por su fondo —la banda de débil luz conocida como "Vía Láctea".

Sin embargo, no puede fotografiarse muy bien la Cruz del Sur. Las estrellas de la parte superior y del lado derecho tienen un tono amarillento y parecen débiles; la foto resultante carece de toda semejanza con una cruz.

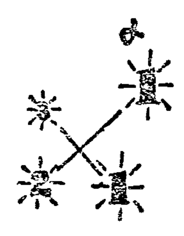


FIG. 59. Crux (la Cruz del Sur).

Tres de las cuatro estrellas comprendidas en la Cruz del Sur, junto con cierto número de estrellas más débiles que están cerca de la Cruz, forman un cúmulo. Todas estas estrellas están aproximadamente a la misma distancia del Sistema Solar. Se están alejando de nosotros, siguiendo trayectorias paralelas, a una velocidad promedio de 15 millas por segundo (24.2 Km/seg). Las estrellas son también semejantes en sus características físicas: son todas muy calientes, de las más calientes de las conocidas.

Es una creencia muy difundida que las estrellas de este cúmulo tuvieron un origen común. De acuerdo con esta teoría, todas ellas fueron creadas de un "trozo" de materia en el remoto pasado. Con el tiempo, las relativamente pequeñas velocidades de unas respecto a otras causaron su separación y formaron su diseño actual —una figura de estrellas individuales que se alejan continuamente del Sistema Solar siguiendo líneas paralelas.

LAS ESTRELLAS DE CENTAURUS

Tanto α (Alpha) como β (Beta) Centauri tienen magnitudes aparentes menores que 1. No es ésta su única distinción. α Centauri es la estrella vecina más próxima conocida —a sólo $4^1/_3$ años luz del Sistema Solar. En un tiempo se creyó que una de las estrellas débiles próximas a α Centauri estaba más cercana. La estrella débil, a 2° de α Centauri, se llamó Próxima Centauri. La palabra "Proxima" indicaba la cercanía a nosotros; pero investigaciones posteriores desmintieron su proximidad. Según sabemos, α Centauri y Proxima Centauri están a distancias iguales del Sistema Solar.

Para los navegantes de todo el mundo, α Centauri se conoce como Rigil Kentaurus, la "pierna del Centauro".

A varios grados de α Centauri está β Centauri. Estas dos estrellas sirven como apuntadoras en el hemisferio sur. Una recta que pase por α y β apunta a la estrella más septentrional de la Cruz del Sur. (Véase la Figura 60.)

La cercanía de β Centauri a α es solamente aparente. La estrella beta está casi 50 veces más distante que la estrella alfa. La distancia a β Centauri es mayor que 190 años luz.

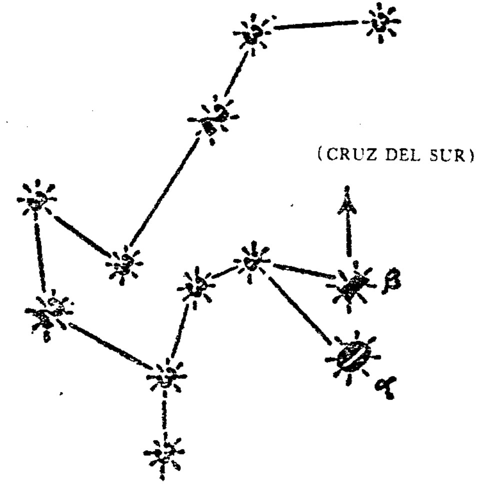


FIG. 60. Centaurus (el Centauro). Cuando la recta de α hacia β es larga, apunta hacia la Cruz del Sur.

CAPITULO III

ELEMENTOS DE NAVEGACION

INTRODUCCION

Las estrellas tienen domicilios: La posición de cada estrella particular se especifica por un par de números que sólo a esa estrella le quedan. Uno de estos números se conoce como *"Angulo Horario Sideral"* de la estrella; el otro es la *"Declinación de la Estrella"*.

En el caso de Vega, los números son 81 y 39. El Angulo Horario Sideral y la Declinación de Acrux son 174 y —63, respectivamente.

NOTA: Estas direcciones domiciliarias cambian muy lentamente con el tiempo. Por eso, para ser precisos, es necesario especificar la fecha, la época, en que la estrella tiene los particulares ángulo, horario sideral y declinación. Los ligeros cambios en estos números son debidos al fenómeno llamado "precesión de los equinoccios", el cual a su vez es debido a la precesión del eje de la Tierra. Debido a estos fenómenos, el equinoccio vernal, el punto desde el cual se mide el ángulo horario sideral, se mueve continuamente hacia el oeste.

El ángulo horario sideral y la declinación de las estrellas y otros cuerpos celestes se ponen en lista en varios catálogos y almanaques, entre ellos el American Nautical Almanac (Almanaque Náutico Americano), publicado anualmente por el United States Naval Observatory (Observatorio Naval de los Estados Unidos), para proveer a los marineros de datos astronómicos.

El método para especificar una posición en la esfera celeste para cualquier época es semejante al método para especificar una posición en la Tierra. En el sistema estelar, las estrellas se localizan en la superficie interior de la esfera celeste; en el caso de la Tierra, las ciudades, los pueblos y las montañas, se localizan en la superficie exterior.

Los números que especifican una posición sobre la Tierra se llaman "Longitud" y "Latitud". La longitud y la latitud de Washington, D. C., por ejemplo, son 77° W y 39° N, respectivamente.

La longitud y la latitud sobre la Tierra se determinan con la ayuda de dos conjuntos de círculos —*círculos imaginarios conocidos como "Meridianos" y "Paralelos de Latitud".*

Conjuntos similares de círculos se trazan en la esfera celeste, los cuales son frecuentemente llamados *"Círculos Horarios"* y *"Paralelos de Declinación"*. Es esencial la comprensión de este sistema de círculos, tanto en la esfera terrestre como en la celeste.

PARALELOS DE LATITUD

Los puntos de la superficie de la Tierra, a la mitad de la distancia entre los Polos Norte y Sur, forman el Ecuador del globo. El Ecuador divide así a la Tierra en dos hemisferios, el del Norte y el del Sur. (Véase la Figura 61.)

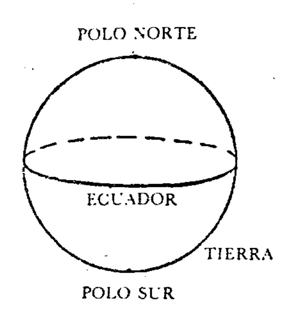


FIG. 61. El Ecuador divide a la Tierra en dos hemisferios.

Puede subdividirse más cada hemisferio trazando círculos paralelos al Ecuador, círculos que se conocen como "Paralelos de Latitud" y se designan por números en el Hemisferio Norte comenzando con cero en el Ecuador y terminando con 90° N en el Polo Norte. Los paralelos de latitud en el Hemisferio Sur se designan por el sufijo "S"; así, la latitud del polo Sur es 90° S.

Los paralelos de latitud se usan para establecer la distancia angular de cualquier punto, en grados, desde el Ecuador. (Véase la Figura 62.) Se conoce

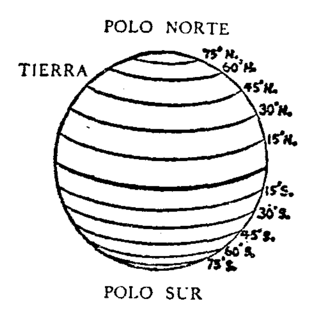


FIG. 62. Paralelos de Latitud. Indican la distancia angular desde el Ecuador.

esta distancia como "Latitud" del punto —así, Key West tiene una latitud de 25° N, Washington, D. C., 39° N, y París, Francia, 49° N. Esto también puede establecerse diciendo que los ángulos subtendidos por estos puntos y el Ecuador en el centro de la Tierra son de 25, 39 y 49 grados, respectivamente. Las latitudes se expresan al grado más próximo. Cuando se requiere mayor precisión, los ángulos se expresan en grados, minutos y segundos de arco. Para Washington, D. C., las cifras más correctas para la latitud son 38 grados, 53 minutos y 51 segundos de arco, lo cual más compactamente se escribe como 38° 53' 51".

MERIDIANOS

El otro conjunto de círculos que generalmente se trazan sobre el globo se llaman "Meridianos de Longitud". A diferencia de los paralelos de latitud, todos ellos son de igual tamaño, pasando cada uno tanto por el Polo Norte como por el Polo Sur. (Véase la Figura 63.)

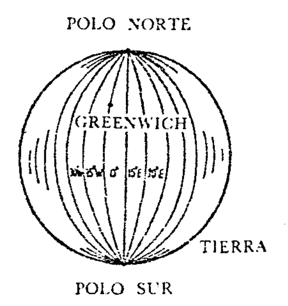


FIG. 63. Meridianos. El Meridiano "cero" pasa por Greenwich, Inglaterra. Estas líneas indican longitudes sobre la Tierra.

Puesto que los meridianos son de igual tamaño y son además iguales en importancia, los que hacen los mapas han de designar uno de éstos como primer meridiano, con referencia al cual se marcan los otros. En 1884, se decidió, por acuerdo internacional, designar el que pasa por Greenwich, Inglaterra, como primer meridiano, el cual también se conoce como meridiano "cero", esto es, de longitud 0°. Los meridianos que quedan al oeste se marcan con 1° W, 2° W, etc., hasta 180° W. Los meridianos que quedan al este se marcan con 1° E, 2° E, etc., hasta 180° E. Por tanto, 180°E, y 180° W son la misma longitud.

LA ESFERA CELESTE

Ya se ha discutido esta esfera. Se ha mostrado que esta esfera sirve como un fondo sobre el cual se proyectan las estrellas. Los observadores ven todas las estrellas como si estuvieran pegadas al lado interior de una vasta superficie esférica. La esfera celeste es concéntrica con la terrestre, e infinitamente mayor. No se asigna valor definido a su radio, *puesto que la esfera es puramente imaginaria.*

Las dos esferas no tienen solamente un centro común, sino también un eje común y un plano ecuatorial común.

El Eje Celestial se prolonga indefinidamente más allá de los polos terrestres norte y sur. *Los puntos de intersección con la esfera celeste se denominan Polo Norte Celeste y Polo Sur Celeste.*

El Ecuador Celeste es una prolongación del terrestre; están ambos en el mismo plano pero el radio del Ecuador Celeste, que divide a la esfera en dos mitades, es infinitamente mayor. (Véase la Figura 64.)

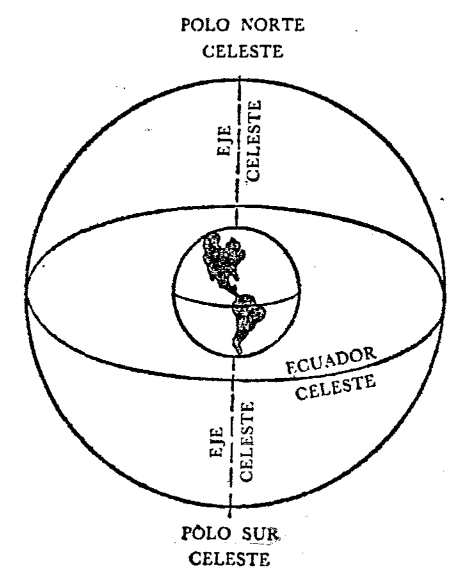


FIG. 64. La Esfera Celeste. Vivimos en el *exterior* de la esfera terrestre. Las estrellas aparecen para un observador como si estuvieran pegadas a la superficie *interior* de la Esfera Celeste. El Eje Celeste es puramente una prolongación del eje terrestre más allá de los polos norte y sur de la Tierra. El Ecuador Celeste es una prolongación del Ecuador terrestre.

PARALELOS DE DECLINACION

Cada mitad de la esfera celeste puede subdividirse aún más: un método es trazar círculos paralelos al Ecuador. *Estos círculos se llaman "Paralelos de Declinación".* En el Hemisferio Norte se designan por número, comenzando con cero para el Ecuador Celeste y terminando con 90°N, de declinación para el Polo Norte Celeste.

Se dan números similares a los paralelos de declinación en la mitad sur de la Esfera Celeste. Las designaciones van aquí de 0° en el ecuador a 90° S, de declinación en el Polo Sur Celeste.

Estos paralelos de declinación en la esfera celeste sirven para un propósito semejante al de los paralelos de latitud en la esfera terrestre. Se usan para establecer la distancia angular entre cualquier objeto del cielo y el Ecuador; y esta distancia, en grados de ángulo, se conoce como declinación del objeto. (Véase la Figura 65.)

PROBLEMA 7:

Usando un Catálogo de Estrellas, o un Almanaque, hallar las declinaciones de las estrellas siguientes: Rigel, Pollux y Spica.

Respuesta:

Rigel	8° S
Pollux	28° N
Spica	11° S

NOTA: Los marineros usan con frecuencia los signos + y — en lugar de Norte y Sur. Las respuestas anteriores podrían entonces escribirse como —8, +28 y —11, respectivamente.

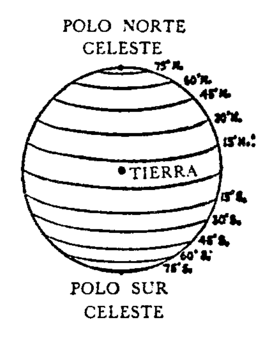


FIG. 65. Paralelos de Declinación. Estos círculos de la esfera celeste son semejantes a los paralelos de latitud de la terrestre, excepto por el hecho de que pueden visualizarse como si estuvieran trazados en la superficie interior de la esfera. Los Paralelos de Declinación se usan para establecer la declinación de una estrella en la Esfera Celeste, esto es, la distancia angular entre una estrella y el Ecuador Celeste.

CIRCULOS HORARIOS

Los meridianos terrestres de longitud tienen también una contraparte en la esfera mayor, en la cual se conocen como Círculos Horarios, y los cuales pasan por los Polos Celestes Norte y Sur. Son todos ellos de igual tamaño e importancia. Por acuerdo internacional, se escogió uno de estos como primer círculo horario.

El círculo horario que se designa así es el que pasa por "El Primer Punto de Aries" (el Greenwich del cielo). El Primer Punto de Aries es un punto del Ecuador Celeste que se designa por el símbolo ♈. Nuestro Sol, en su movimiento aparente en el cielo, cruza el Ecuador en ese punto cuando se mueve del hemisferio sur celeste hacia el norte. Cuando el Sol está en ese punto, los días son de igual duración que las noches en toda la Tierra. (El primer círculo horario se conoce también por el formidable nombre de Coluro Equinoccial.)

Los otros círculos horarios se marcan como sigue:

1. Hacia el este, por los astrónomos, en grados de ángulo (0° a 360°) o, más a menudo, en unidades de tiempo (0^h a 24^h). El número de grados u horas que un cuerpo celeste está al este del primer círculo horario se llama "Ascensión Recta" de ese cuerpo.
2. Hacia el oeste, por los navegantes, en grados (0° a 360°). El ángulo que un cuerpo celeste está al oeste del primer círculo horario se llama "Angulo Horario Sideral".

   El ángulo horario sideral de cualquier círculo puede visualizarse fácilmente en una de dos maneras:

A. A lo largo del Ecuador Celeste. Los círculos dividen al Ecuador en arcos. El círculo que pasa por el punto 15° W de cero se designa entonces por Círculo Horario 15° W; el círculo que pasa por 30° W de cero es el círculo 30° W, etc. (Véase la Figura 66.)

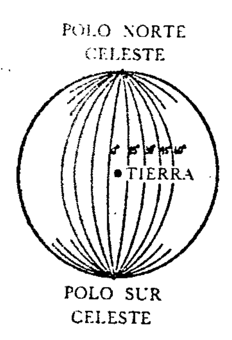


FIG. 66. Círculos Horarios. Son éstos semejantes a los meridianos de la superficie de la Tierra. Los círculos horarios se usan para expresar la distancia angular de un cuerpo celeste al círculo horario cero. Estas distancias angulares son semejantes a las longitudes de la esfera terrestre. Nótese, sin embargo, que estamos mirando desde el interior de la esfera celeste, y que 15° está a la izquierda de 0°.

B. Desde una vista vertical. En los Polos se obtiene una vista diferente de los círculos. Los del Polo Norte, digamos, parecen ser rectas que emanan del Polo, y son, por supuesto, vistas verticales de estos círculos. (Véase la Fig. 67.) La línea que representa al Coluro Equinoccial se designa por 0; todas las otras líneas se designan con referencia a ese círculo.

En cualquier epoca dada (tiempo), toda estrella tiene un ángulo horario sideral bien determinado; estos ángulos cambian muy lentamente con el tiempo. Así, el ángulo horario sideral para Sirio, en el año de 1900, era 259° 49', y en el año de 1950 era 259° 15'.

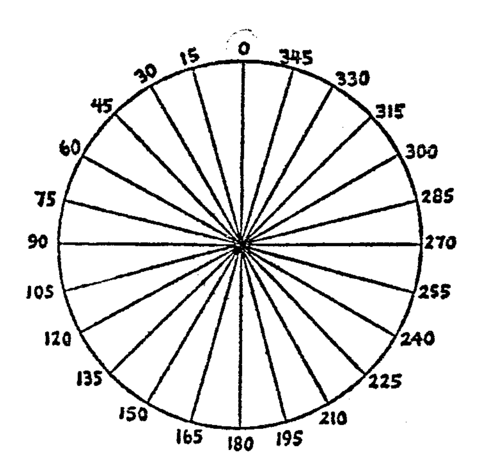


FIG. 67. Una vista vertical de los círculos horarios. Mirando directamente hacia el Polo Norte Celeste, los círculos horarios parecen líneas rectas que parten de ese polo.

PROBLEMA 8:

Usando un Catálogo de Estrellas o un Almanaque, hallar el ángulo horario sideral para las estrellas siguientes: Betelgeuse, Dubhe y Arcturus.

Respuesta:

Betelgeuse	272
Dubhe	195
Arcturus	147

PROBLEMA 9:

Objeto: Marcar las estrellas de Usa Major, Ursa Minor y Cassiopeia en un Mapa Estelar.

Equipo:

a. Un Mapa Polar. (Véase la Figura 68.)
b. Una lista de declinaciones y ángulos horarios siderales para las estrellas de las tres constelaciones.

Resultados: Parte de un Mapa de Estrellas Circumpolares.

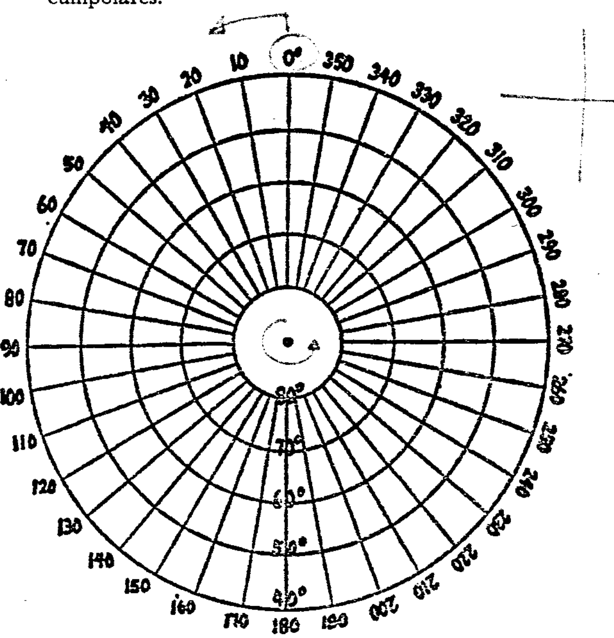


FIG. 68. Mapa Polar que va a usarse para marcar tres de las constelaciones circumpolares.

LISTA DE DECLINACIONES Y ANGULOS HORARIOS SIDERALES PARA LAS ESTRELLAS DEL PROBLEMA 9

	A.H.S.	*Declinaciones*
Ursa Major	195	62
	195	57
	184	54
	176	58
	167	57
	160	55
	154	50
Ursa Minor	137	74
	128	72
	114	76
	123	78
	105	82
	90	87
	330	89
Cassiopeia	359	59
	350	56
	346	60
	339	60
	332	63

EFECTO DE LA LATITUD SOBRE UNA VISTA DEL CIELO

Ha quedado establecido que la vista del cielo cambia con la latitud del observador. Fácilmente puede explicarse este cambio con la ayuda de las esferas terrestre y celeste. La Figura 69 describe la vista como se ve por un observador en los 40° N, (aproximadamente la latitud de Nueva York).

El círculo de línea llena representa aquí el horizonte tal como lo ve ese observador. La línea recta es el eje alrededor del cual la esfera celeste hace su rotación aparente, inclinada 40° respecto al horizonte. Todas las estrellas dentro de los 40° desde el Polo están continuamente sobre el horizonte. Para un observador en los 30° N, todas las estrellas dentro de los 30° desde el Polo se clasifican como circumpolares; para un observador en los 18° N, todas las estrellas dentro de los 18° desde el Polo son circumpolares, etc. También puede expresarse esto en términos de declinaciones. Para un observador en los 40° N, todas las estrellas que tienen declinaciones entre 50° y 90° N, están continuamente sobre el horizonte. Para un observador en los 30° N, es cierto lo mismo para las estrellas que tienen declinaciones entre los 60° y 90° N, mientras que para un observador en los 18° N, será cierto esto para todas las estrellas que tengan declinaciones entre los 72° y 90° N.

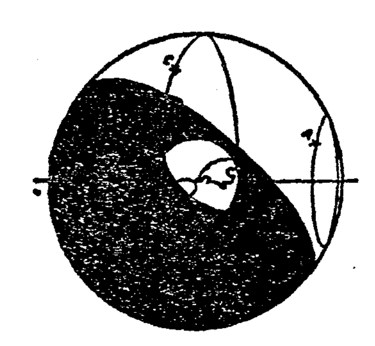


Fig. 69. Efecto de la Latitud. La órbita de la estrella A está completamente arriba del horizonte en esta latitud. Esta estrella puede verse en el cielo todas las noches del año. La órbita de la estrella B está completamente debajo del horizonte en esta latitud. No puede observarse desde este punto de la Tierra. La estrella C parte del año está arriba del horizonte en la noche, y durante el resto del año está debajo del horizonte en la noche. El número relativo de estrellas de cada grupo varía con la latitud terrestre.

PROBLEMA 10:

La latitud geográfica de un observador es de 43°. ¿Cuáles estrellas son circumpolares del norte en esa latitud?

Solución: Todas las estrellas dentro de los 43° desde el Polo Norte son circumpolares del norte en esa latitud. Las declinaciones de estas estrellas están entre los límites de 90° y (90° — 43° =)47° N.

Respuesta: Todas las estrellas que tienen una declinación mayor que 47° N, son circumpolares del norte.

PROBLEMA 11:

La latitud de un observatorio es de 47° N. ¿Qué tan al sur pueden verse las estrellas?

Solución: Un observador puede ver estrellas tanto más allá del ecuador como 90° —su latitud. En este observatorio son visibles las estrellas que están a (90° — 47° =) 43° al sur del Ecuador.

PROBLEMA 12:

¿A qué latitud será Capella una estrella circumpolar del norte? La declinación de Capella es +46 o 46° N.

Respuesta: En cualquier latitud geográfica al norte de los 44° (digamos al norte de Portland, Maine) Capella está constantemente arriba del horizonte.

PROBLEMA 13:

Un observatorio está en los 25° N. ¿Cuáles estrellas no pueden verse nunca desde ese observatorio?

Respuesta: Todas las estrellas que tienen declinaciones de 65° S, a 90° S.

PROBLEMA 14:

¿Cuáles estrellas son circumpolares del norte en el Ecuador?

Respuesta: No hay estrellas circumpolares en el Ecuador. En cualquier época del año, un observador ve la mitad de todas las estrellas visibles del cielo. Seis meses más tarde está a la vista la otra mitad del cielo.

CAPITULO IV

VIENDO ESTRELLAS CON UN TELESCOPIO PEQUEÑO

INTRODUCCION

El telescopio, por supuesto, hace posible una más clara vista lejana del cielo; y el alborozo que da es inmenso. Se despliega una perspectiva enteramente nueva: Se agranda la frontera del cielo; el observador puede alcanzar más lejos en el Universo. La Vía Láctea, hasta ahora un fondo débil, delgado y blanquecino, se convierte en un casi infinito número de estrellas de colores, que forman una multitud de figuras geométricas.

Un difuso y pequeño punto de luz, que parecía un objeto relativamente sin importancia en el cielo, es realmente una Galaxia que consiste de billones

de estrellas. La poquedad de la luz es debida enteramente a su inmensa distancia al observador. La Gran Galaxia de Andrómeda da una ilustración: el ojo la ve como una pequeña mancha de luz, o como una difusa estrella de quinta magnitud; en el telescopio, sin embargo, hace clara la verdad. Sucede que esta mancha de luz es una gran galaxia que contiene muchos billones de estrellas. La luz que llega a nuestros ojos desde ese punto del cielo es en realidad la luz de billones de estrellas de esa Galaxia. Su aparente debilidad es debida a la distancia "astronómica" a que se encuentra —distancia estimada en 1,500,000 años luz. La luz que salió de la Galaxia hace un millón y medio de años está justamente llegando a la Tierra.

Puede revelar el telescopio que otro punto de luz indistinguible es un *cúmulo de estrellas —grupo de estrellas acumuladas en un pequeño volumen de espacio.* Hay muchos de tales cúmulos en nuestra Galaxia, teniendo muchos de ellos decenas de miles de estrellas. *Los cúmulos que parecen tener forma esférica se llaman Cúmulos Globulares. Otros, que no son tan compactos, se llaman Cúmulos Abiertos.*

Muchos objetos que parecen ser estrellas variables normales son, en realidad, estrellas dobles, generalmente muy cerca una de la otra. La distancia entre sus centros es a menudo aproximadamente de la longitud del diámetro de la estrella mayor. Las estrellas giran continuamente alrededor de un punto del espacio *—el punto es el centro de gravedad de la estrella doble. Dos estrellas próximas de ese tipo se llaman Estrella Binaria o Sistema Binario.*

La más brillante de las dos se llama *"Estrella Primaria"*, y la más débil *"Estrella Compañera"*. En algunos casos las estrellas se eclipsan mutuamente, de modo que una pareja tal se conoce como *Binaria Eclipsante, Estrella Binaria Eclipsante, o Estrella Variable Eclipsante.* No es constante en intensidad la luz que llega a nosotros desde una de esas estrellas binarias. Cuando las dos estrellas están una al lado de la otra, vistas desde la Tierra, llega la luz al observador desde ambas estrellas y está el sistema binario en su mayor brillo. Cuando una de las estrellas se mueve poniéndose frente a la otra, el sistema binario parece ser más débil.

Se llaman Cefeidas otro grupo de estrellas de luz variable. Estas estrellas parecen tener pulsación, aumentando y disminuyendo alternativamente su tamaño. El brillo de las Cefeidas aumenta cuando su tamaño aumenta, y el brillo decrece cuando ellas decrecen en tamaño.

Algunos objetos que parecen estrellas difusas son en realidad *nebulosas, esto es, nubes de gas y polvo* —revelándose su naturaleza por observación telescópica.

Hay dos clases de telescopios: los de Refracción y los de Reflexión.

Un Telescopio de Refracción consiste de un objetivo y un ocular. El objetivo es la lente que queda hacia el objeto, y el ocular es la que queda junto al ojo del observador. El objetivo forma una imagen del objeto distante y el ocular amplifica la imagen.

El objetivo de un Telescopio de Reflección es un espejo, más bien que una lente.

Los telescopios se cotizan de acuerdo con las dimensiones del diámetro del objetivo —la abertura. El Refractor más grande del mundo, en el Observatorio de Yerkes, Williams Bay, Wisconsin, tiene una abertura de 40 pulgadas. El de Reflección más grande, en el Observatorio del Monte Palomar en California, tiene un espejo de 200 pulgadas de diámetro. Para el trabajo de los aficionados es ideal un telescopio de refracción de 3 pulgadas o uno de reflección ligeramente mayor. Telescopios bastante buenos son ahora asequibles a precios razonables, o pueden ser construidos fácilmente por un aficionado. (En el Apéndice hay instrucciones para construir un telescopio de refracción y uno de reflección.)

LISTA DE OBSERVACIONES SELECTAS

Pueden hacerse numerosas observaciones interesantes con la sola ayuda de un telescopio pequeño. Incluyen éstas gran número de:

A. Estrellas dobles y múltiples en todas las partes del cielo;
B. Estrellas variables;
C. Cúmulos de estrellas;
D. Nebulosas; y
E. Galaxias.

De particular interés son las Estrellas Variables, las cuales cambian periódicamente de brillo. Es necesaria una gran cantidad de información adicional para resolver el misterio de esta conducta. Generalmente los telescopios gigantes están empleados en otros proyectos y por eso rara vez se afocan a estas estrellas. Los astrónomos aficionados están haciendo un trabajo importante al dar información sobre ellas.

Una lista de observaciones selectas de las estrellas variables —así como de los grupos A, C, D y E— está contenida en lo siguiente: primero, objetos de interés en las Constelaciones Circumpolares del Norte; luego una descripción de los objetos que están cerca del meridiano local cada mes del año.

El día es a mediados del mes; la hora es entre ocho o nueve de la noche, tiempo local.

CONSTELACIONES CIRCUMPOLARES DEL NORTE

a. *Ursa Major.* La estrella Mizar, en el medio del mango, es una estrella doble; la componente más brillante tiene una magnitud aparente de 2.1; la estrella más débil, de 4.2. Fue ésta la primera de las estrellas dobles descubierta, en 1650. El ángulo que subtienden para un observador es de 15 segundos de arco. Subsecuentes investigaciones espectroscópicas demostraron que la estrella más brillante de este sistema binario es doble ella misma, siendo así Mizar una estrella triple. (Véase la Figura 70.)

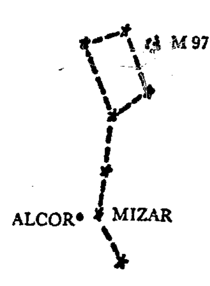


FIG. 70. Ursa Major. La estrella Mizar es doble. Sus dos componentes tienen magnitudes aparentes de 2.1 y 4.2. Ambas son de color blanco verdoso —es una buena doble para observar con un telescopio de poca potencia. Se indica también en la posición de la Nebulosa del Búo, M97

Otro objeto de interés en el Gran Cazo es la Nebulosa del Búo. Es ella una gran nube redonda conocida por sus números de catálogo, M97 o NGC3587.

El primer catálogo de nebulosas y de cúmulos de estrellas fue compilado por el astrónomo francés Messier en 1781. La lista contiene 103 objetos, más de la mitad de los cuales son cúmulos de estrellas. (M97 designa el objeto 97 del catálogo de Messier.)

Se publicó en Inglaterra en 1888 un Nuevo Catálogo General que contiene una lista que incluye nebulosas y cúmulos, y posteriormente se le añadieron dos listas suplementarias. La mayoría de las nebulosas y cúmulos de estrellas se conocen comúnmente por su número de ese catálogo. Así, Messier 97 es el objeto número 3587 del Nuevo Catálogo General.

b. *Ursa Minor.* Polaris, Alpha Ursae Minoris, es una estrella doble. Las dos compañeras difieren mucho en brillo. Una de las estrellas de este sistema binario tiene una magnitud aparente de 2.0, mientras que el valor de la otra estrella es de 9.0. Se necesita un telescopio de 3 pulgadas y buenas condiciones atmosféricas para ver la compañera más débil, la cual se localiza debajo de la brillante en Noviembre, y arriba de ella en Mayo. (Véase la Figura 71.)

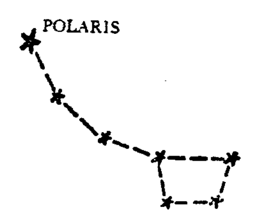


FIG. 71. Ursa Minor. Polaris, la Estrella del Norte, es doble. La compañera brillante es azul, y tiene una magnitud aparente de 2.0; la compañera débil es también azulosa, siendo su magnitud de apenas 9.0. Para resolver este sistema binario se necesita un telescopio de 3 pulgadas.

c. *Cassiopeia.* Cassiopeia es rica en estrellas dobles, en cúmulos de estrellas y en otros objetos para la observación telescópica. La estrella Alpha de Cassiopeia, así como también Eta, Iota y Sigma son dobles. La estrella Sigma tiene una particularmente hermosa combinación de colores. Una de las estrellas es muy azul; la otra es verde. (Véase la Figura 72.)

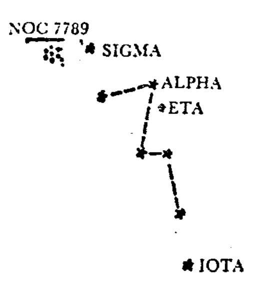


FIG. 72. Estrellas dobles de Cassiopeia. La Estrella Alpha es una estrella doble que puede resolverse con un telescopio de una pulgada. La compañera brillante es amarillenta, y tiene una magnitud aparente de 3.0; la compañera débil es una estrella de 9.0 de magnitud aparente de matiz azuloso. La estrella Eta también puede resolverse con un telescopio bastante pequeño.

En Cassiopeia se localiza uno de los cúmulos de estrellas más hermosos (designado con el número 7789 en el Nuevo Catálogo General). Universalmente ha sido alabada su gran belleza.

d. *Cepheus.* Delta Cephei es una estrella doble. La componente más brillante es la históricamente importante Estrella Variable, la cual dio su nombre a la clase de estrellas conocidas como cefeidas. La estrella compañera de Delta Cephei tiene 7.5 de magnitud. Es de color azul y puede verse con un telescopio de una pulgada. (Véase la Fig. 73.)

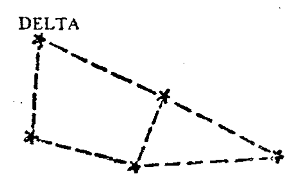


FIG. 73. La estrella Delta de Cepheus es doble. La compañera más brillante varía en magnitud de 3.7 a 4.6; la compañera débil es una estrella de 7.5 de magnitud aparente, de color azul.

OBSERVACIONES DE FEBRERO

Cerca del meridiano celeste, entre ocho y nueve de la noche, están las constelaciones de Orión y Auriga.

a. *Orión.* Sin duda alguna, el objeto más notable de esta constelación es la Gran Nebulosa. Invariablemente se piensa que es el objeto más hermoso del cielo; y es visible a simple vista. Su belleza real, sin embargo, sólo con ayuda de un telescopio puede apreciarse. Mientras más grande sea el telescopio, mejor. La Gran Nebulosa de Orión se conoce también por sus números de catálogo M42 o NGC1976. Es de color verde y de forma bastante irregular.

Orión es rica en estrellas dobles. Más de 70 de estas estrellas están en la constelación, entre ellas Rigel y Delta Orionis. También hay estrellas múltiples. Ya se ha mencionado a Theta Orionis. Este objeto se ve a simple vista como una estrella sencilla. El telescopio revela que el objeto realmente está compuesto de cuatro estrellas distintas que forman una unidad compacta con la forma de un trapecio. (Véase la Figura 74.)

DELTA
GRAN NEBULOSA
RIGEL

FIG. 74. Orión. Nótese la Gran Nebulosa. Se estima que su masa es 10,000 veces la del Sol.
Rigel es una estrella doble. La componente brillante tiene una magnitud aparente de 1.0; su color es blanco amarillento. La compañera es de 8.0 de magnitud aparente, de matiz anaranjado. Theta Orionis es una estrella múltiple. Las cuatro compañeras tienen magnitudes aparentes de 4.0, 10.3, 7.5 y 6.3. Las cuatro estrellas individuales forman el contorno de un diamante de beisbol o la forma geométrica de un trapecio.

b. *Auriga.* La estrella Alpha, Capella, es binaria, pero no puede determinarse esto con la sola ayuda de un telescopio. El carácter binario de Capella se pone de manifiesto en los estudios espectroscópicos de la estrella: *tales estrellas dobles se llaman Binarias Espectroscópicas.* Las dos compañeras de Capella son de casi igual masa y son semejantes en sus características físicas. El período de una revolución alrededor de su centro de gravedad común es de 104 días.

Beta Aurigae, también, es de especial interés. Es una Binaria Eclipsante. Las dos compañeras giran en un plano que está inclinado sólo ligeramente respecto a la visual. En cada revolución se eclipsan mutuamente. El periodo de una revolución completa es de 3 días, 23 horas y 2.5 minutos.

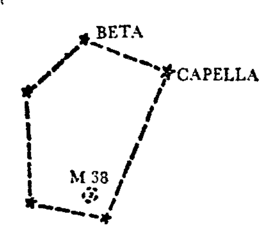


FIG. 75. Auriga. Beta Aurigae es una Binaria Eclipsante; las dos compañeras son de igual tamaño y brillo. Nótese el hermosísimo cúmulo de estrellas M38.

Puede encontrarse en Auriga un cúmulo de estrellas particularmente hermoso. Generalmente se describe a M38 o NGC1912 como teniendo la forma de una "cruz oblícua con un par de grandes estrellas en cada brazo". (Véase la Figura 75.)

OBSERVACIONES DE MARZO

a. *Gemini.* M35 es el objeto por observarse. Es un cúmulo de estrellas con diseño de lo más interesante. Corren dos arroyos de estrellas pequeñas paralelamente a cada lado del cúmulo.

Castor (α Geminorum) es una estrella de tres componentes. Dos de éstas forman un sistema binario con un periodo de revolución de 300 años. La tercera componente completa una revolución en 10,000 años aproximadamente. Los estudios espectroscópicos parecen indicar que cada una de estas componentes es en sí misma una estrella doble. Castor es entonces probablemente una unidad que consiste de seis estrellas. (Véase la Figura 76.)

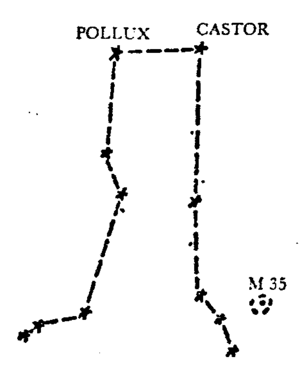


FIG. 76. Gemini. Bajo condiciones atmosféricas excelentes puede verse a simple vista el cúmulo de estrellas M35. Aun un telescopio pequeño permite apreciar la gran belleza de este cúmulo. Científicamente se conoce a la estrella Castor como Alpha Geminorum, aunque Pollux respecto a brillo aparente está a una unidad adelante. Las tres componentes conocidas que constituyen la estrella Castor tienen magnitudes aparentes de 2.7, 3.7 y 9.5. Es bastante posible que cada una de las tres estrellas sea a su vez doble.

b. *Canis Major.* Ya se ha dicho que Sirio es una estrella doble. Con algún detalle se describió anteriormente la compañera de esta estrella.

No lejos de Sirio está el disperso cúmulo de estrellas M41 (o NGC2287), el cual puede verse a simple vista. Bastantes detalles pueden verse con un telescopio de 3 pulgadas. Las estrellas forman dos grupos distintos, unidos por una estrella roja en el centro. (Véase la Figura 77.)

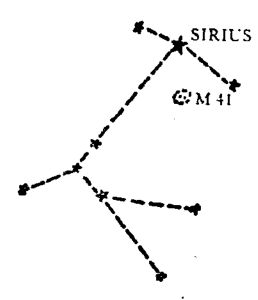


FIG. 77. Canis Major. La magnitud aparente de la compañera de Sirio es de 8.4. Nótese el cúmulo M41. Puede verse a simple vista. La estrella roja del centro del cúmulo puede observarse fácilmente con un telescopio pequeño.

c. *Canis Minor.* La brillante estrella Procyon es una binaria notable. Su compañera es una de las estrellas más ligeras conocidas, siendo su masa menor que un cuarto de la masa del Sol. La estrella es también extremadamente débil. De solamente 1/100,000 de la luz que da Procyon, y por tanto no puede verse con un telescopio pequeño. (Véase la Figura 78.)

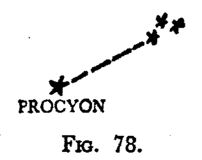


FIG. 78.

OBSERVACIONES DE ABRIL

a. *Leo.* La brillante estrella Regulus es una doble; la compañera es una débil estrella de octava magnitud. Es bastante posible que Regulus sea una "óptica" y no una estrella doble verdadera. *Una Optica Doble consiste de dos estrellas que se ven próximas porque están en una visual de un observador terrestre, pero que realmente están a gran distancia una de otra, a lo largo de la visual.* Las estrellas de una óptica doble, por supuesto, no giran alrededor de ningún centro de gravedad común como lo hacen las estrellas dobles verdaderas. Gamma Leonis es una estrella doble verdadera. Se considera una de las estrellas dobles más hermosas de los cielos, y se observan mejor cuando no está completamente a obscuras, o a la luz de la Luna. La estrella brillante de este sistema binario (2.6 de magnitud aparente) tiene un tinte dorado; la estrella más débil (3.6 de magnitud aparente) es de color verdoso. Las compañeras giran muy lentamente alrededor de su centro de gravedad, durando más de mil años una revolución completa.

Es de interés en esta Constelación una estrella variable bien conocida —la variable de largo periodo, R. Leonis. Cuando está en su brillo máximo, visible entonces a la simple vista, es una estrella roja de magnitud 5. En su mínima intensidad luminosa, cuando es observable solamente con un buen telescopio, es una estrella de décima magnitud. (Véase la Figura 79.)

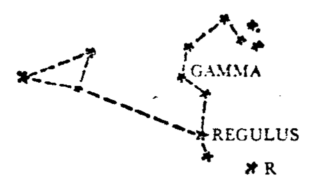


FIG. 79. Leo. Regulus es probablemente una doble óptica. Las dos estrellas se ven próximas porque están a lo largo de la misma visual para un observador terrestre. Una vista de lado de estas estrellas revelaría la verdadera distancia entre ellas. Gamma Leonis es una doble digna de observarse en esta Constelación. Las dos compañeras tienen magnitudes aparentes de 2.6 y 3.6. Las variaciones de brillo de R Leonis pueden fácilmente observarse con un telescopio pequeño. Un período completo dura 310 días, mientras que el cambio de magnitud de la quinta a la décima dura 144 días. R Leonis forma un triángulo equilátero con dos estrellas vecinas de 9.0 y 9.6 de magnitudes aparentes. El brillo cambiante de la variable puede estimarse en relación con las dos vecinas.

OBSERVACIONES DE JUNIO

a. *Boötes.* Muchas estrellas dobles interesantes pueden observarse con la ayuda de un telescopio pequeño. Una lista parcial de éstas incluiría las estrellas Pi, Delta, Iota, Kappa, Xi y Epsilon. La última doble es particularmente hermosa: una de sus componentes es de un amarillo brillante; la otra es de un verde opaco. (Véase la Figura 80.)

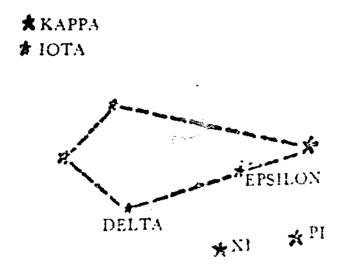


Fig. 80. Boötes. Las dos componentes de Epsilón Boötes tienen magnitudes aparentes de 3.0 y 6.3. La estrella más brillante es distintivamente amarilla; la más débil es de color verdoso. Xi Boötes también es estrella doble; las dos componentes son amarilla y roja púrpura, respectivamente. La compañera amarilla es la brillante, y su magnitud aparente es de 4.7; la estrella roja tiene una magnitud aparente de 6.6.

Sigue la información para los otros objetos:

	mag. ap.	*color*		*mag. ap.*	*color*
Kappa	4.6 6.6	blanco azul	Pi	4.9 6.0	blanco blanco
Iota	5.0 7.5	amarillo blanco	Delta	3.6 8.0	amarillo azul

b. *Virgo.* Esta Constelación es rica en nebulosas, motivo por el cual esta región del cielo ha sido llamada "el Campo de las Nebulosas". Varios cientos de estas nubes han sido descubiertas en Virgo. Es también de interés una estrella doble. Es en brillo la tercera estrella de la Constelación, Gamma Virginis. En 1756 la distancia angular entre las dos componentes era de 6 segundos de arco. En 1836 las dos estrellas estaban tan juntas que no podían distinguirse una de la otra con los más grandes telescopios. En 1936 la separación entre las estrellas fue de nuevo de 6 segundos de arco. Ha estado bajo observación una revolución completa de estas estrellas, y dura 180 años. (Véase la Figura 81.)

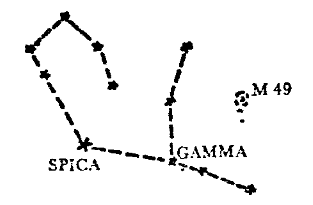


Fig. 81. Virgo. Gamma Virginis es una estrella doble famosa. Su periodo de revolución es de 180 años, y ha estado bajo observación durante casi todo ese tiempo. Ambas componentes son parecidas en color (amarillo) y en brillo (3.7).

OBSERVACIONES DE JULIO

a. *Scorpius.* La brillante estrella roja Antares es una doble. La compañera está a 3 segundos de arco de la estrella brillante. Es necesario un telescopio de 4 pulgadas para distinguir este sistema binario. Otras dobles de Scorpius son las estrellas Beta y Nu Scorpii.

Son también observables varios cúmulos de estrellas interesantes. El catalogado como Messier 80 es uno de los más ricos en el número de estrellas que contiene. (Véase la Figura 82.)

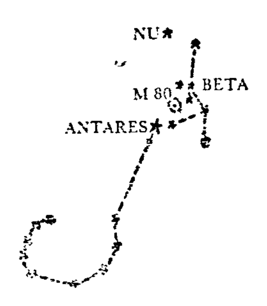


Fig. 82. Scorpius. Antares es una binaria. El miembro rojo del sistema, de 1.2 de brillo, tiene un compañero verde de 5.2 de magnitud aparente. Las estrellas Beta Scorpii y Nu Scorpii son también dobles, y se resuelven con anteojos de campo o con telescopios pequeños. La estrella Nu es realmente una cuádruple, como puede verse con un telescopio de 4 pulgadas.

	mag. ap.	*color*		*mag. ap.*
Beta	2.0 6.0	amarillo verde	Nu	4.2 6.7 7.0 8.0

M80 es un cúmulo rico en estrellas y de forma globular.

Han aparecido muchas novas en esta región del cielo, habiendo sido observada la primera hace más de 2,000 años.

b. *Corona Borealis.* Puede observarse una estrella variable interesante en el medio de la corona. Normalmente es una estrella de sexta magnitud, y puede conservar este brillo durante muchos meses.

Luego, bastante rápidamente, disminuye de brillo; y en unas cuantas semanas se convierte en una estrella de magnitud 14 o 15. Al final del periodo de mínima, comienza de nuevo a convertirse en estrella de sexta magnitud. (Véase la Fig. 83.)

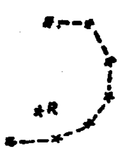


Fig. 83. Corona Borealis. Un objeto de gran interés para los astrónomos aficionados es la estrella marcada con R en esta Constelación. Es una estrella variable irregular. Normalmente es una estrella de sexta magnitud, difícilmente visible a simple vista. Los periodos de normalidad se interrumpen de tiempo en tiempo, cuando la estrella se reduce a una de 14 o 15 de magnitud. Es una de las estrellas más profundamente enigmáticas para la astronomía.

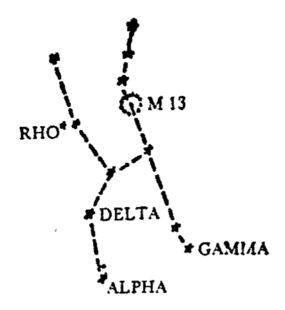


Fig. 84. Hércules. Alpha Herculis es una hermosa binaria. La estrella brillante (3.0 de magnitud aparente) es intensamente amarilla, mientras que la compañera más débil (6.1 de magnitud aparente) es muy azul.

Siguen los datos para Gamma, Delta y Rho Herculis:

	mag. ap.	*color*		*mag. ap.*	*color*
Gamma	3.8	blanco	Rho	4.0	verde
	8.0	lila		5.1	verde
Delta	3.0	verde			
	8.1	gris			

El objeto sobresaliente de la constelación es M13, el Gran Cúmulo Globular de Estrellas. Es difícilmente visible a simple vista, y parece una estrella borrosa de sexta magnitud. Se necesita cuando menos un telescopio de 5 pulgadas para apreciar su belleza real, y un telescopio mucho más grande para poner de manifiesto su plena majestad. Probablemente el cúmulo contiene más de 50,000 estrellas, muchas de ellas tan brillantes o más brillantes que nuestro Sol.

OBSERVACIONES DE AGOSTO

a. *Hércules.* Ya ha sido descrito el Gran Cúmulo de Estrellas de Hércules, M13, NGC6205. Las estrellas exteriores del cúmulo se resuelven en unidades separadas aun con un telescopio pequeño. Pero se requiere un instrumento grande para ver toda la plena majestad de este cúmulo globular. Son de interés en esta Constelación varias estrellas dobles. Alpha Herculis es una de éstas, como lo son Rho y Gamma Herculis. La estrella Delta de esta Constelación se mira como doble, pero sólo es una doble óptica. Las dos estrellas se mueven realmente en diferentes direcciones, y dentro de algunos miles de años estarán ampliamente separadas. (Véase la Figura 84.)

OBSERVACIONES DE SEPTIEMBRE

a. *Lyra.* Anteriormente se describió la estrella Beta de esta Constelación. Es una de las estrellas variables que pueden observarse a simple vista. Las observaciones telescópicas indican que es una estrella múltiple, consistiendo probablemente de seis componentes. Las magnitudes aparentes de las componentes individuales varían de 3.0 a 14.3.

Hay otras varias estrellas múltiples en Lyra. Zeta Lyrae consiste de cinco estrellas que forman una sola unidad.

La estrella brillante de esta constelación, Vega, también es una doble. La compañera de Vega es una débil estrella de 10.5 de magnitud. Mientras que Vega es azul blanquecina, la compañera tiene un matiz anaranjado distinto.

Epsilón Lyrae es una estrella doble doble. La estrella doble principal puede verse sin ayuda óptica por personas de vista excelente.

Con la ayuda de un telescopio se resuelve cada estrella de la doble principal en dos componentes. Las cuatro estrellas de Epsilón Lyrae tienen como magnitudes aparentes 5.1, 6.0, 5.1 y 5.4.

La Nebulosa Anular, M57, se llama así debido a su semejanza con un anillo de humo cuando se observa con un telescopio de 5 o 6 pulgadas.

Los telescopios mayores revelan una semejanza más grande con una burbuja de jabón que con un anillo plano.

La nebulosa obtiene su iluminación de una estrella de magnitud 15 localizada en su centro.

M57 es una de un gran grupo de Nebulosas Planetarias: el adjetivo "planetarias" se refieren a su ligera semejanza de forma con los planetas del Sistema Solar. (Véase la Figura 85.)

b. *Cygnus.* Es esta la región más maravillosa del cielo para un observador aficionado.

La Vía Láctea se separa en dos grandes ramas paralelas en Cygnus; pueden verse ahí una multitud de estrellas, cúmulos de estrellas y ocasionalmente obscuros boquetes. La región es probablemente una de las más ricas en estrellas en todo el cielo.

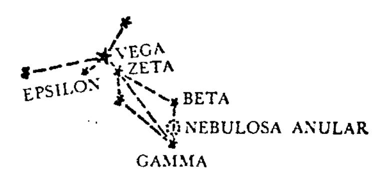


Fig. 85. Lyra. La Nebulosa Anular es un objeto de gran interés para los astrónomos. Puede verse bastante bien aproximadamente a media distancia entre Beta y Gamma Lyrae con un telescopio de 3 pulgadas. Para ver su verdadera forma anular se necesita cuando menos un telescopio de 5 pulgadas. Beta Lyrae es una estrella de lo más interesante. Consiste de cuando menos 6 compañeras de magnitudes 3.0, 6.7, 13.0, 14.3, 9.2 y 9.0. La variación de brillo de esta estrella compuesta, de 3.4 a 4.5, puede percibirse a simple vista. Zeta Lyrae consiste de dos estrellas brillantes (magnitudes aparentes de 4.2 y 5.5) y 3 compañeras débiles. Vega es una doble, siendo la compañera una débil estrella de 10.5 de magnitud con un distintivo color anaranjado. Epsilón Lyrae es una doble. Una de las dobles, Epsilón[1], consiste de una estrella verde-blanca de 5.1 de magnitud y de una estrella azul-blanca de 6.0 de magnitud. La otra doble, Epsilón[2], consiste de una estrella blanca de 5.1 de magnitud y de una estrella muy blanca de 5.4 de magnitud.

Cygnus tiene también un gran número nada común de estrellas variables. En los últimos siglos han aparecido varias novas en esta Constelación. Las estrellas dobles, también, son abundantes en Cygnus —una de las cuales es Beta Cygni. Es ésta una de las más hermosas de todas las estrellas dobles, con colores oro y azul contrastantes. (Véase la Figura 86.)

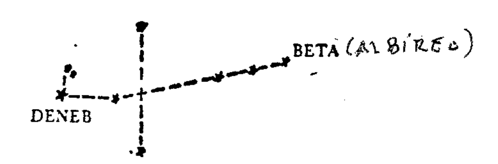


Fig. 86. Cygnus. Beta Cygni es probablemente la más hermosa de todas las estrellas dobles. Las dos compañeras pueden verse aun con un aumento de 20 diámetros de un telescopio de 2 pulgadas. La brillante estrella amarilla es de 3.0 de magnitud aparente, mientras que su azulosa compañera es de apenas 5.3.

c. *Sagittarius.* La presencia de la Vía Láctea en esta constelación hace resaltar su belleza —abundante de cúmulos globulares y cúmulos abiertos, nebulosas formadas y nebulosas difusas.

M17, "La Nebulosa de la Herradura" —una gran nube de gas y polvo, en forma de arco— es una de las pocas que pueden observarse con un telescopio de poca potencia. Muchas estrellas interesantes proveen la luz de la nebulosa.

Esa parte del cielo contiene también un magnífico cúmulo de estrellas globular, M22, cuyas estrellas individuales son débiles. Las magnitudes típicas son 10, 11, etc. La suma total de todas sus luces es grande, haciendo visible a simple vista el cúmulo. (Véase la Figura 87.)

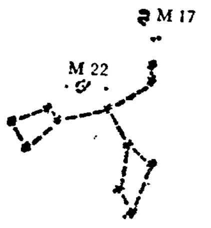


Fig. 87. Sagittarius. M17, la Nebulosa de la Herradura, puede observarse aun con un telescopio de poca potencia. M22 (o NGC6656) es uno de los más bonitos cúmulos globulares.

d. *Aquila.* De interés para los observadores es la estrella variable Eta Aquilae. Cambia de una brillante magnitud de 3.7 a una débil de 4.5, y viceversa, cada 7 días, 4 horas y 12 minutos.

También hay muchas dobles hermosas en Aquila. Altair, la estrella brillante de la constelación, es una de éstas. Su compañera es una estrella de magnitud 10 a una distancia angular de 2.5 minutos de arco de Altair. (Véase la Figura 88.)

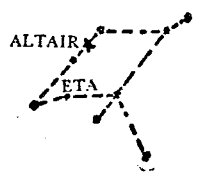


Fig. 88. Aquila. Eta Aquilae es una cefeida variable. En su máximo brillo es de 3.5 de magnitud aparente. Alpha Aquilae, o Altair, es una estrella doble.

OBSERVACIONES DE NOVIEMBRE

a. *Pegasus.* Muchas dobles interesantes pueden observarse aquí. Es de observarse un fino contraste de colores en el sistema binario de Epsilón Pegasi. La estrella brillante (magnitud 2.7) es de color amarillento; su compañera (magnitud 8.7) es de un violeta claro. Distan entre sí más de dos minutos de arco. (Véase la Figura 89.)

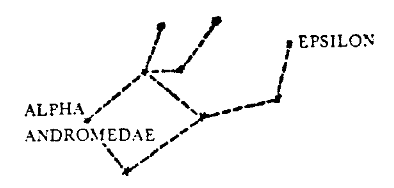


Fig. 89. Pegasus. Epsilón Pegasi es una estrella doble. La compañera brillante (2.7) es de color amarillento; la compañera débil (8.7 de magnitud aparente) tiene un matiz violeta.

OBSERVACIONES DE DICIEMBRE

a. *Andromeda.* La Gran Galaxia, M31, que se ve en el fondo de esta constelación, fue descrita anteriormente. Sus primeros observadores consideraron que era una nube, o una nebulosa, y las referencias a la "Reina de las Nebulosas" datan de hace más de mil años.

Con poco poder telescópico, esta Galaxia deja la impresión de ser un objeto elíptico brillante. La verdadera naturaleza de esta gran espiral de billones de estrellas se revela sólo por un gran telescopio. (Véase la Figura 90.)

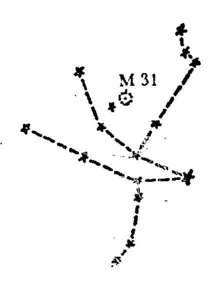


Fig. 90. Andrómeda. La Gran Galaxia de Andrómeda se conoce también como Gran Nebulosa de Andrómeda. Su número de Messier es M31; y lleva el número 224 en el "Nuevo Catálogo General". Es probable que se asemeje mucho a nuestra propia Galaxia de la Vía Láctea.

b. *Cetus.* El principal objeto de interés es la variable de largo periodo Omicrón Ceti, la estrella también conocida como Mira, "La Estrella Maravillosa". Varía en brillo desde una segunda magnitud hasta una débil décima magnitud. Su periodo es sumamente irregular, pero en promedio es de 330 días. La estrella ha estado bajo estudio por más de 350 años, y todavía los observadores aficionados estudian su brillo. (Véase la Figura 91.)

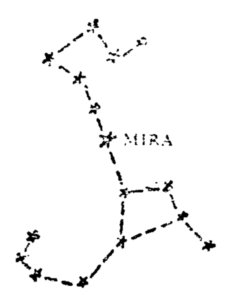


Fig. 91. Cetus. Mira, u Omicrón Ceti, es una variable de largo periodo. La estrella es distintivamente de color rojo, de la variedad gigante de estrellas.

OBSERVACIONES DE ENERO

a. *Perseus.* Ya se ha descrito la estrella variable eclipsante Beta Persei. La intensidad de su luz varía de 2.3 de magnitud a un débil 3.5, repitiéndose cada 2 días, 20 horas y 48 minutos. Los cambios de su brillo son muy regulares, permaneciendo la mayor parte del tiempo en su brillo máximo, y tomando el decrecimiento 4.5 horas. La estrella retorna luego muy rápidamente a la magnitud 2.3. También conocida como Algol, es un ejemplo clásico de binaria eclipsante. Ambas estrellas han sido estudiadas largamente y se disponen de datos razonablemente correctos sobre ellas. La más brillante tiene un diámetro de 1,250,444 millas (2.1 millones de kilómetros), y una masa de ⅜ la del Sol. La más débil tiene un diámetro de 1,450,000 millas (2,340,000 Km). Las estrellas están muy próximas una de otra, siendo la distancia entre sus centros de alrededor de 3,000,000 de millas (4,800,000 Km). Giran alrededor de su centro de gravedad común, completando una revolución en 2 días, 20 horas, 48 minutos. El plano de su órbita no está completamente en nuestra visual; se inclina casi 8° respecto a la visual. El eclipse es parcial. Cuando la estrella aparece en su mínimo, menos de la mitad de la componente más brillante está eclipsada. Las observaciones de Beta Persei pueden hacerse a simple vista.

Otro objeto de interés en Perseus es un doble cúmulo estelar. Los dos cúmulos próximos pueden verse con la ayuda de un telescopio justamente más allá de Eta Persei, en la dirección de Cassiopeia. (Véase la Figura 92.)

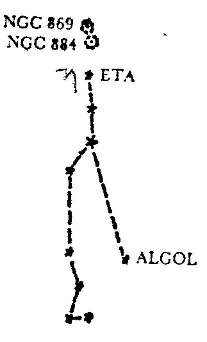


Fig. 92. Perseus. Las variaciones de Algol pueden observarse a simple vista.

Eta Persei es una estrella doble. La componente brillante tiene una magnitud aparente de 4.0, la más débil, de 8.5. Son muy distintos los colores de las dos; la brillante es muy amarilla, la débil muy azul.

El cúmulo doble NGC869 y NGC884 son de gran interés. Se localizan más allá de la estrella Eta Persei en la dirección de Cassiopeia, y son visibles a simple vista. La pareja es uno de los cúmulos más hermosos del cielo.

b. *Taurus.* Las siete estrellas de esta Constelación, conocidas como las Pléyades, o las Siete Hermanas, son un objeto de gran interés para el

astrónomo aficionado. A simple vista son visibles 7 estrellas, pero aun con la ayuda de un telescopio pequeño se detectan más de un ciento. En una placa fotográfica, hay miles de estrellas. Las estrellas del grupo de las Pléyades parecen estar envueltas en una nube tenue, estando esta última iluminada por la luz de estas estrellas.

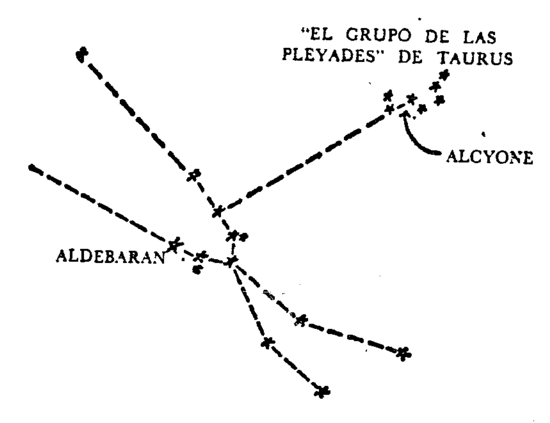


FIG. 93. Taurus. La estrella más brillante del grupo de las Pléyades de esta constelación, Alcyone, es una estrella triple según instrumentos pequeños, y una estrella cuádruple cuando se observa con telescopios grandes. Aldebarán, la estrella más brillante de toda la Constelación, tiene como compañera una estrella de 11.2 de magnitud.

Taurus también contiene muchas estrellas dobles y múltiples. La brillante estrella Alcyone del subgrupo de las Pléyades es una estrella cuádruple. La estrella más brillante de la Constelación, Aldebarán, está acompañada por una estrella de matiz anaranjado de 11.2 de magnitud, la cual puede verse en buenas condiciones atmosféricas con un refractor de 3 pulgadas. (Véase la Figura 93.)

OBSERVACIONES DE LAS CIRCUMPOLARES DEL SUR

En las constelaciones que no son visibles en las latitudes medias del norte, hay muchos objetos de interés para los observadores telescópicos.

Alpha Crucis es una estrella doble. La estrella Alpha de la Constelación Centaurus es una estrella triple, teniendo las tres componentes magnitudes de 0.3, 1.7 y 11.0, respectivamente. Anteriormente se consideraba que la estrella de magnitud 11.0 era la más cercana (con excepción del Sol) y equivocadamente se llamó Proxima Centauri (la cercana de Centaurus), pero esta noción ha sido corregida por investigaciones subsecuentes. Todas las tres componentes giran alrededor de un centro común, estando cada una en turno más cerca del Sistema Solar.

Los cielos "inferiores" también son ricos en cúmulos y nebulosas. Uno de los más próximos cúmulos globulares de estrellas está en lista con el número 104 del Nuevo Catálogo General —una bola casi perfectamente redonda, apretadamente conglomerada con un incontable número de estrellas de magnitud 12 y más débiles.

Un objeto "supremo" para las observaciones son dos Galaxias próximas al Polo Sur Celeste. Por siglos estas Galaxias han sido conocidas por los nombres de Gran Nube Magallánica y Pequeña Nube Magallánica: ambas pueden verse a simple vista. La Galaxia mayor se extiende en una distancia angular de 7 grados; la menor subtiende un ángulo de 4 grados en el ojo del observador. La luz intensa de la Luna opaca la Galaxia menor, pero la Gran Nube Magallánica permanece visible aun bajo la intensa luz lunar.

CAPITULO V

TELESCOPIOS Y SUS USOS

PARTE 1: EL TELESCOPIO DE REFRACCION

INTRODUCCION

Todo lo que se sabe sobre las estrellas se deduce de la luz que llega a la Tierra desde ellas. Un análisis detallado de esa luz da mucha información sobre las substancias químicas contenidas por la estrella y de la temperatura que prevalece en su superficie. Por un estudio cuidadoso de la luz se obtienen datos sobre la masa y velocidad de la estrella.

Vital para esta investigación es el telescopio, el cual ayuda al astrónomo de tres maneras distintas: (a) reuniendo la luz que emana de una estrella, haciendo así que la estrella aparezca más brillante —esta propiedad del instrumento se llama *Poder Condensador de la Luz;* (b) trayendo detalles, por ejemplo, separando las componentes de una estrella doble —esta propiedad se llama *Poder de Resolución;* y (c) amplificando "aumentando"

la parte del cielo bajo observación —este es el *Poder Amplificador del telescopio.*

Hay dos principales clases de telescopios: los telescopios de Refracción y los Telescopios de Reflexión. Se dedica esta sección a los telescopios de refracción —su composición, propiedades y características.

EL PROCESO DE "VER"

Los seres humanos "ven" como un resultado de la luz que emana de un objeto y cae sobre la capa inferior del ojo, sensitiva a la luz, la retina. Así, parte de la luz que emerge, digamos, de la llama de una vela halla su camino a través de la pupila del ojo, hasta la retina, la cual convierte la luz en un impulso nervioso. El nervio óptico transmite luego estos impulsos al cerebro, produciendo la sensación de visión.

Los objetos no luminosos, tales como los libros y las sillas, se ven por la luz que reflejan —la luz del Sol reflejada, o la luz artificial, llega a la retina del observador.

La imagen visual formada en la retina está en una correspondencia punto por punto con el objeto observado. Así, todo punto de una llama debe iluminar un punto, y sólo uno, de la retina.

Esta idea puede aclararse por un ejemplo.

Sea el objeto bajo observación una flecha luminosa, AB. La luz emitida por un punto dado de esta flecha, digamos C, sale en todas las direcciones del espacio. Una pequeña parte de esa luz entra al ojo del observador. La parte que entra al ojo tiene la forma de un cono.

Para producir una visión clara toda la luz del cono debe converger a un solo punto de la retina —tarea ejecutada por la lente cristalino del ojo, localizada precisamente dentro de la pupila. El punto de la retina es la imagen del punto C del objeto —esto es, C'.

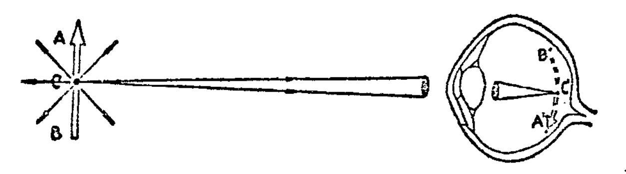


Fig. 94 El Proceso de Ver. AB es una flecha luminosa, siendo cada uno de sus puntos una pequeña fuente de luz. La luz que emana de uno de estos puntos (punto C) sale en todas direcciones (se indican siete rayos de luz). Algo de la luz entra al ojo del observador. Los rayos que entran así forman un cono. La lente cristalina del ojo hace converger todos los rayos al punto C' de la retina. C' es la imagen en la retina del punto C del objeto. Todo otro punto de la fecha formará una imagen similar sobre la retina. La suma total de todos los puntos sobre la retina produce la imagen completa A'B'.

De manera semejante se forman sobre la retina imágenes de todos los otros puntos, acumulándose para formar la imagen de la flecha luminosa, A' B'. (Véase la Figura 94.)

La lente emplea las curvaturas de sus superficies para realizar su tarea. Para ver cómo se hace esto, sigamos dos de estos rayos en su ruta desde el punto C hasta el punto C'. El Rayo No. 1, que emana del punto C, se refracta en la superficie delantera de la lente, cruza por la lente, y se refracta una segunda vez en la superficie posterior de la lente, cayendo sobre la retina en el punto C'.

Esta refracción es semejante a la refracción (quiebre) que un rayo de luz sufre al pasar del aire al agua, o del agua al aire; o al pasar por un prisma de cristal. (Véase la Figura 95.)

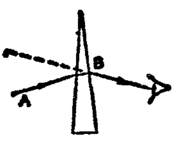


Fig. 95. Refracción de un Rayo de Luz al pasar por un prisma delgado. La dirección del rayo cambia una vez al pasar del aire (A) al cristal. La dirección cambia de nuevo al pasar del cristal al aire (B).

El Rayo No. 2, que emana del punto C, sobrelleva una experiencia semejante: (a) Se refracta en la superficie anterior de la lente. (b) Pasa por la lente. (c) Se refracta una segunda vez al cruzar la superficie posterior. Para obtener una imagen clara del punto C, el Rayo No. 2 debe intersectar al Rayo No. 1 en la retina. La lente del ojo ajusta sus curvaturas para asegurar que los dos rayos se intersecten en el punto preciso.

Similarmente, todos los otros rayos que emanan del punto C del objeto, y que entran al ojo por la pupila, se encuentran en el punto C'. (Véase la Figura 96.)

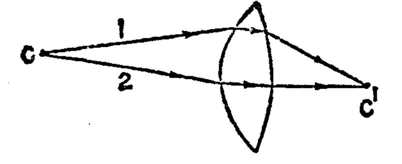


Fig. 96. La Lente. Todos los rayos que llegan a la lente desde el punto C son refractados por la lente para convergir al punto C'. Cada rayo, como el No. 1 o el No. 2, se refracta tanto al entrar como al salir de la lente.

TRAYECTORIAS DE LOS RAYOS DE LUZ

Pueden usarse ecuaciones matemáticas para computar la ruta exacta seguida por cada rayo

desde C hasta C'. Las soluciones de estas ecuaciones son frecuentemente largas y tediosas. Hay, sin embargo, varios rayos cuyas rutas pueden trazarse sin dificultad. Dos de éstos son: (a) el rayo que sale del punto C y es paralelo al eje de la lente, y (b) el rayo que sale del punto C y pasa por el centro de la lente.

El rayo que sale de C, paralelo al eje de la lente, pasará por el foco de la lente por la derecha. Su ruta está marcada con las letras C, D, E, y el Foco (en la Figura 98).

Un foco de una lente es el punto del eje donde se encuentran todos los rayos paralelos al eje. (Véase la Figura 97.)

EJE DE LA LENTE FOCO

Fig. 97. El Foco de una Lente. El foco es un punto del eje de una lente donde se cortan todos los rayos paralelos al eje. (Se muestra solamente parte de las trayectorias de los rayos.)

El otro rayo cuya ruta puede trazarse fácilmente es el que sale de C y pasa por el centro de la lente O. Si la lente es muy delgada el rayo seguirá una recta pasando por O. Se designa por C' el punto de intersección de los dos rayos. Todos los otros rayos, cuyas rutas son más difíciles de trazar, también se cortan en el punto C'. Entonces, C' es la imagen del punto C. (Véase la Figura 98.)

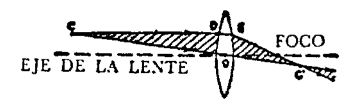


Fig. 98. Trayectorias de los Rayos de Luz. Fácilmente pueden trazarse las trayectorias de varios rayos de luz que emanan de C. En esta figura se muestran dos de esos rayos. Todos los otros rayos que salen del punto C también van hacia el punto C'. El punto C' es la imagen del punto C.

Otros puntos de la flecha luminosa producen puntos correspondientes en la retina, produciendo la suma total la "visión" de la flecha.

Todo lo que se ha dicho sobre la lente cristalina del ojo humano es válido para las lentes de cristal que se usan para los telescopios. Sin embargo, hay una diferencia importante entre las dos. La lente del ojo es capaz de cambiar la curvatura de sus superficies. Esto cambia la distancia del foco a la lente. En el caso de una lente de cristal, el foco es fijo.

UN TELESCOPIO DE REFRACCION SIMPLE

La clase más simple de telescopio de refracción consiste de solamente dos lentes. La que queda hacia el objeto (estrella, luna, etc.) se llama *Objetivo*. Su función es producir una imagen del objeto bajo observación. La otra lente, por la cual ve la imagen el observador, se llama *Ocular*.

Los objetos de interés en astronomía están, como regla, a grandes distancias. La luz que entra al objetivo desde cada punto del objeto está en la forma de rayos paralelos, formándose la imagen producida por estos rayos en el plano focal.

El plano focal es un plano que pasa por el foco, perpendicular al eje de la lente.

La imagen producida por la primera lente se llama "Primera Imagen".

La función del ocular es amplificar la primera imagen. Para lograr la amplificación se coloca el ocular de modo que la primera imagen esté justamente dentro de su foco —esto es, entre el ocular y su foco, muy cerca del foco.

Nótese que la Imagen Final subtiene un ángulo mayor en el ojo del observador que la que hacía el objeto. El agrandamiento del ángulo se conoce como Amplificación Angular. (Véase la Fig. 99.)

Una de las funciones primordiales de un telescopio es producir la amplificación angular.

PROBLEMA 15:

Un objeto subtiende un ángulo de 20° en el ojo de un observador. La Imagen Final subtiende un ángulo de 80°. Hallar la amplificación angular.

Respuesta: La amplificación es de 8 veces.

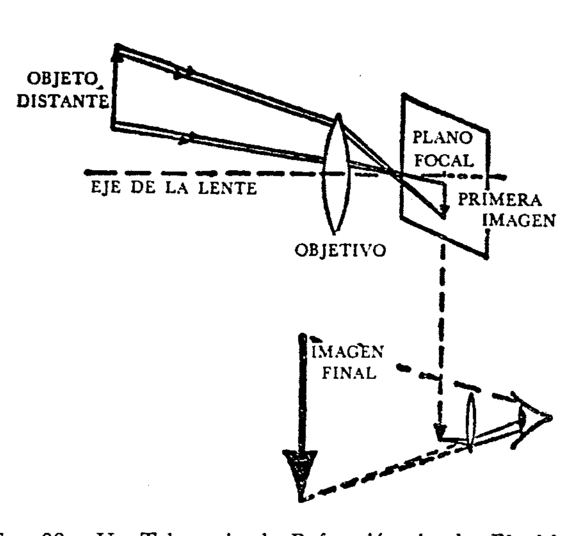


Fig. 99. Un Telescopio de Refracción simple. El objetivo forma una imagen en el plano focal de la lente. Se conoce ésta como Primera Imagen. El ocular (que se muestra aquí en la parte inferior del dibujo pero que en realidad está en *línea* con el objetivo) forma la Imagen Final, la cual es una amplificación de la Primera Imagen.

El tipo simple de telescopio astronómico descrito, compuesto de dos lentes, se usará solamente para valores de amplificación pequeños. Un telescopio tal puede usarse para amplificar hasta 10 veces por cada pulgada (o centímetro) de diámetro de abertura del objetivo.

Así, si la abertura del objetivo tiene un diámetro de 2.38" (6.05 cm.), se usará el telescopio para una amplificación angular de 20 a 25 veces. La "abertura" de un objetivo es la parte transparente del objetivo. No incluye la parte de la orilla de la lente que está pegada al ajustador, y por la cual no puede pasar la luz.

Para obtener una amplificación mayor (digamos de 40 a 60 veces) por pulgada de diámetro, el objetivo tendrá que diseñarse de modo que evite dos defectos comunes. Estos defectos se conocen como "aberraciones" y generalmente se presentan en las lentes simples. Una de estas se conoce como Aberración Cromática; la otra como Aberración Esférica. El ocular, también, habrá de ser de un diseño más complejo.

ABERRACION CROMATICA (DEFECTO DEL COLOR EN LAS LENTES)

Un rayo de luz ordinaria, al pasar por una lente, no solamente se refracta, sino que también se dispersa en sus componentes de colores. Es ésta una modalidad de las lentes grandemente indeseable. Todo rayo de luz "blanca" que entra a la lente por la izquierda se dispersa en un pequeño arco iris de colores.

La expresión "luz blanca" designa la luz ordinaria dada por el Sol, las estrellas, etc. Esta luz es realmente una combinación de todos los colores de un arco iris, bien mezclados. La lente "separa" los colores, porque cada color incluido en este rayo de luz blanca se refracta en un ángulo ligeramente diferente.

FIG. 100. Aberración Cromática. La componente violeta se refracta más, mientras que la componente roja de la luz blanca se quiebra menos. Todos los otros colores quedan intermedios entre estos extremos.

En la Figura 100 se puede ver que la componente violeta de un rayo de luz blanca se refracta más; y la parte roja del rayo blanco, menos. Como un resultado de esta diferencia en la refracción, las componentes violetas de la luz harán foco más cerca de la lente que las partes rojas.

Es obvia la "molestia" causada por este defecto. Ya no subsiste la relación punto a punto. Los rayos que emanan de un punto del objeto ya no convergen en un punto de la imagen. Cada color de la luz original produce su propio punto en la imagen. Para cada punto del objeto habrá tantos puntos en la imagen como colores haya. Las imágenes de los diferentes puntos del objeto se traslaparán y erradicarán todo detalle.

Este defecto de las lentes simples, por el cual la luz de diferentes colores deja de llegar al mismo foco, se llama Aberración Cromática.

Para reducir los efectos de la aberración cromática se hacen ahora las lentes de dos partes componentes, pegada una con la otra con bálsamo de Canadá o separadas por aire formando una unidad. (Véase la Figura 101.)



FIG. 101. Una Lente Compuesta. Una lente tal consiste de dos (o más) componentes pegadas con bálsamo transparente de Canadá, o separadas por aire. La aberración cromática puede reducirse mucho por una elección apropiada de la calidad del cristal para cada componente.

Una componente es de la forma de lente convergente; la otra, una lente divergente.

Una lente convergente es más gruesa en el centro que en la orilla. Su función es hacer convergir los rayos de luz, esto es, poner más juntos los rayos. Una lente divergente es más delgada en el centro que en la orilla. Su función es hacer divergir los rayos. (Véase la Figura 102.)

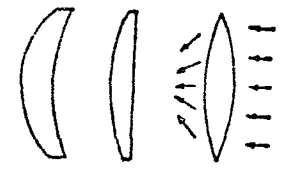


FIG. 102. Tres Tipos de Lentes Convergentes. Toda lente que es más gruesa en el centro que en la orilla es una Lente Convergente. Como su nombre lo dice, una lente tal hace convergir los rayos de luz que pasan por ella.

Las lentes convergentes se hacen de crown glass, un material muy útil para refractar la luz, que sólo ligeramente dispersa la luz blanca en colores.

Las lentes divergentes se hacen de flint glass, que es mucho mejor para dispersar la luz que para refractarla. Estas lentes nulifican la dispersión producida por las lentes convergentes; sin embargo, no evita toda la refracción producida por la primera lente. (Véase la Figura 103.)

FIG. 103. Tres Tipos de Lentes Divergentes. Toda lente que es más delgada en el centro que en la orilla es una Lente Divergente. Como su nombre lo dice, una lente tal hace divergir los rayos de luz que pasan por ella.

Como resultado se refracta la luz, pero no se dispersa, eliminando así la aberración cromática.

Esta lente compuesta se conoce como "acromática" o "Lente Libre de Colores", y generalmente se usa para objetivos de telescopios.

Una lente compuesta está realmente "libre de colores" para sólo *dos* colores, digamos verde y rojo o azul y violeta. Los dos colores escogidos para un enfoque perfecto se determinan según el uso a que se destinará el telescopio. El verde y el rojo son mejores para un objetivo que primordialmente ha de usarse para propósitos visuales, puesto que el ojo humano es más sensible a los colores del extremo rojo del espectro. Un objetivo de telescopio diseñado primordialmente para trabajos fotográficos tendrá la lente compuesta calculada para traer el azul y el violeta al mismo foco, porque las emulsiones fotográficas comunes son sensibles al extremo azul del espectro.

ABERRACION ESFERICA (DEFECTO DE FORMA DE LA LENTE)

Es éste un defecto de las lentes con superficies esféricas. (Véase la Figura 104.) La mayoría de las lentes tienen superficies de ésas. Tanto la superficie anterior como la posterior de estas lentes son porciones de esferas. Con tales lentes no puede enfocarse apropiadamente la luz. Los rayos de luz que pasan cerca de la orilla de esas lentes se refractan más que los rayos que pasan por el centro. Así, los rayos marcados con A en la Figura 105 llegan a un foco más próximo a la lente que los rayos marcados con B. De nuevo, no es válida ya la relación punto a punto, y el resultado es una imagen manchada.

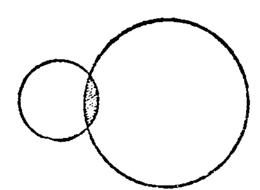


FIG. 104. Lentes Esféricas. Tanto la parte anterior como la posterior de una lente ordinaria tiene la forma de una porción de una esfera. Esas lentes causan un defecto en la imagen conocido como Aberración Esférica.

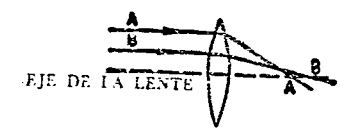


FIG. 105. Aberración Esférica. El rayo de luz A que pasa por la lente cerca de la orilla se refracta más que el rayo B. Los rayos paralelos no convergen a un foco. Este defecto no tiene relación con el color de la luz. La Aberración Esférica se presenta aunque la luz sea monocromática.

Este defecto es enteramente independiente de la aberración cromática; la aberración esférica puede presentarse aunque no haya dispersión.

El defecto se evita haciendo parabólica cada cara de la lente en lugar de esférica. Una lente parabólica está menos curvada en las orillas que en el centro y hace convergir los rayos paralelos a un solo foco perfectamente definido.

OBJETIVOS CORREGIDOS

Ahora pueden diseñarse objetivos acromáticos para remediar las aberraciones tanto esféricas como cromáticas. Las componentes de esas lentes no necesitan tener superficies parabólicas, sino que pueden usar superficies esféricas. Hay dos pasos en su diseño. Para comenzar, el fabricante de lentes escoge las curvaturas esféricas y el tipo de cristal necesario para cada componente de la lente acromática. Luego, emplea datos científicos disponibles para elegir la combinación apropiada de curvaturas para eliminar la aberración esférica.

En uno de esos diseños la lente convergente se hace de crown glass. Los rayos de sus superficies esféricas están en la razón de 2 a 3; y la lente divergente se hace de flint. Uno de sus lados es un plano; el otro lado se construye para acomodarse a la superficie con el radio más corto. Esta lente compuesta no tiene aberración esférica y también está corregida para la aberración cromática.

Para objetivo de telescopio, la lente "Apocromática", de tres lentes, es superior con mucho a

la lente acromática ordinaria. En una lente apocromática, se enfocan simultáneamente tres o más colores, en lugar de dos colores, como con la lente acromática ordinaria. La primera está también enteramente libre de aberración esférica.

OCULARES

Los oculares de la mayoría de los telescopios consisten de dos lentes —una, la lente del campo; la otra, la lente del ojo. El ojo del observador se coloca junto a la lente del ojo. Las dos lentes están montadas permanentemente en un tubo que puede moverse hacia adelante y hacia atrás dentro del tubo telescópico.

El principal propósito de la lente del campo es reunir los rayos de luz del objetivo y dirigirlos hacia la lente del ojo que generalmente es más pequeña. El propósito primordial de la lente del ojo es amplificar.

Muchos objetivos han sido diseñados y puestos al mercado en años recientes; de éstos, los tres más útiles son el de Huygens, el de Kellner y el Ortoscópico.

La calidad de una ocular está determinada por:
a. Fabricación.
b. Distancia focal.
c. Campo aparente.

Una descripción completa de un ocular típico, por ejemplo, sería: de Huygens, 27 milímetros de distancia focal, campo de vista aparente 50°; o: de Kellner, 40 milímetros de distancia focal y campo de vista aparente de 40°.

NOTA: A. La distancia focal se refiere al ocular completo, esto es, la combinación de la lente del campo y la lente del ojo.
B. El campo de vista aparente es precisamente el ángulo subtendido por el diámetro de la vista circular, vista a través del ocular. (Véase la Figura 106.)

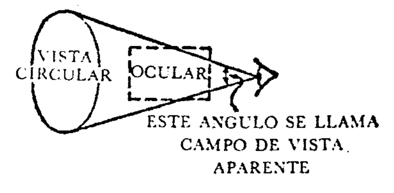


Fig. 106. Campo de Vista Aparente. Mirando a través del ocular el ojo ve un círculo de luz. El ángulo subtendido en el ojo por el diámetro de ese círculo se llama Campo de Vista Aparente. Este ángulo es una constante para cada ocular.

El ángulo que el diámetro de la vista subtiende en el ojo del observador es constante para cada ocular, ya sea que se use con un telescopio o independientemente.

EL OCULAR DE HUYGENS

Este ocular consiste de dos lentes plano convexas, estando las caras convexas más lejos del ojo. (Véase la Figura 107.) Un ocular típico de 25 milímetros de distancia focal puede consistir de una lente del ojo de 12 mm de diámetro, 16 mm de distancia focal y una lente del campo de 26 mm de diámetro, 48 mm de distancia focal, con un espaciamiento de 32 mm entre las lentes.

Los oculares de Huygens buenos tienen un campo de vista aparente de 50°, y se usan principalmente cuando se necesitan esos ángulos grandes. Los oculares de Huygens frecuentemente no están bien corregidos de defectos ópticos; consecuentemente, su uso se limita a amplificaciones pequeñas.

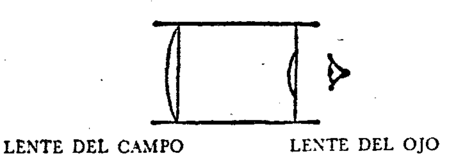


Fig. 107. El Ocular de Huygens. Uno de estos oculares consiste de dos lentes plano convexas separadas una pulgada. El lado plano de cada lente queda hacia el ojo.

EL OCULAR DE KELLNER

Este ocular, que es un mejoramiento de un prototipo conocido como ocular de Ramsden, es muy popular para amplificaciones medianas. El ocular consiste de una lente del campo plano convexa, quedando el lado plano hacia el objetivo, y de una lente del ojo acromática de diámetro pequeño. Un ocular de Kellner típico de 25 mm. de distancia focal consistía de una lente del campo de 28 mm de diámetro, 41 mm de distancia focal y una lente del ojo acromática de 18 mm de diámetro, 32 mm de distancia focal, con una separación de 20 mm entre las lentes. (Véase la Figura 108.)



Fig. 108. El Ocular de Kellner. El ocular consiste de una lente del campo plano convexa, quedando el lado plano hacia el objetivo, y de una lente del ojo acromática.

El ocular de Ramsden más antiguo no tendría corrección para la aberración cromática; y se miraría como éste (Figura 109):

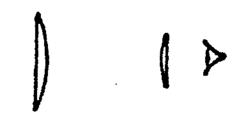


Fig. 109. El Ocular de Ramsden.

EL OCULAR ORTOSCOPICO

Este ocular es uno de los mejores disponibles ahora, ciertamente para amplificaciones grandes. Consiste de una lente del campo de tres componentes, y de una lente del ojo plano convexa sencilla. Las tres componentes de la lente del campo son una lente flint de doble concavidad puesta a manera de emparedado entre dos lentes crown de doble convexidad. La lente del ojo, plano convexa, única, se coloca cerca de la lente del campo y tiene su lado plano hacia el ojo. La lente está corregida para las aberraciones cromática y esférica, y produce una imagen brillante de proporciones normales. (Véase la Figura 110.)

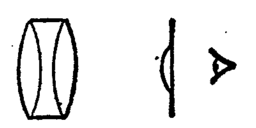


Fig. 110. El Ocular Ortoscópico. La lente del campo consiste de tres componentes, crown glass, flint glass y crown glass, unidas con bálsamo de Canadá. La lente del ojo, muy cerca de la lente del campo, es de forma plano convexa, quedando el lado plano próximo al ojo.

REVESTIMIENTO DE LAS LENTES

Sólo parte de la luz que entra a un telescopio pasa realmente por las diferentes lentes; una fracción medible se *refleja* en cada superficie óptica. Estas reflexiones en las superficies curvas producen imágenes secundarias molestas, y materialmente reducen el brillo y claridad de la imagen deseada.

En años recientes, este inconveniente ha sido reducido revistiendo la superficie del cristal con una película transparente delgada, generalmente de fluoruro de magnesio, de modo de producir interferencia entre las ondas de luz reflejadas en la parte superior del revestimiento y las ondas de luz reflejadas en la parte inferior, eliminando así la luz reflejada.

La interferencia es una de las propiedades características de las ondas. Este fenómeno puede tener lugar cuando están presentes dos ondas. Si las dos ondas están "fuera de paso", en la mitad de una longitud de onda, tendrá lugar la interferencia.

Esto puede aclararse más con la ayuda de un diagrama. Sea A una onda que se mueve de izquierda a derecha en el agua; y sea B una onda semejante que se mueve en la misma dirección.

Si las ondas están "fuera de paso" en la mitad de una longitud de onda, los bajos de una onda caerán en los mismos lugares que los picos de la otra onda, cancelándose mutuamente. El resultado será la calma: Una onda fue interferida por la otra y ambas fueron anuladas. (Véase la Fig. 111.)

Muchos fenómenos luminosos se explican por la teoría de que *la luz es un movimiento ondulatorio,* que los llamados rayos de luz son meramente líneas que indican la dirección en que se mueven las ondas luminosas.

Una de las pruebas de la teoría ondulatoria de la luz es la interferencia de las ondas luminosas.

A veces, la interferencia es un fenómeno indeseable; sin embargo, en el revestimiento de las lentes, es grandemente deseable. La onda de luz reflejada por la lente sigue a una onda reflejada por la parte superior del revestimiento y resulta anulada por ella.

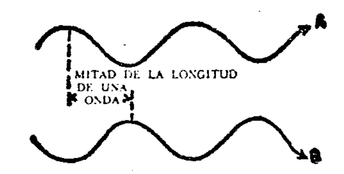


Fig. 111. Interferencia. A y B son dos ondas idénticas que se mueven de izquierda a derecha. No están a tono, esto es, no se corresponden sus crestas, ni tampoco sus bajos. En este caso particular están fuera de paso por la mitad de una longitud de onda; las crestas de B vienen una mitad de onda después de las crestas de A. Yendo por el agua simultáneamente estas dos ondas dejarían su superficie perfectamente en calma; los bajos de una onda anularían las crestas de la otra.

Puede verse esto en la Figura 112. Designemos por A la onda luminosa reflejada por la parte superior del revestimiento; y por B la onda reflejada por la lente. Si una onda está en un máximo mientras la otra está en un mínimo, se interferirán mutuamente. Esta interferencia destruirá la molesta luz reflejada. (Véase la Figura 112.)

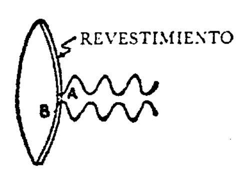


Fig. 112. Revestimiento de las lentes. La onda A se refleja en la parte superior de la capa del revestimiento, la onda B en la parte inferior (esto es, en la lente misma). El espesor del revestimiento se ajusta de modo de producir interferencia entre estas dos ondas, eliminando así la molesta reflexión.

El revestimiento debe de ser del grueso preciso —un cuarto de la longitud de onda de la luz usada. El espesor de la película generalmente se diseña para quitar las reflexiones amarillas-verdes a las cuales es más sensitivo el ojo humano.

Un conjunto de lentes revestidas apropiadamente puede aumentar la brillantez de la imagen en tanto como el 30%.

LOS TRES PODERES DEL TELESCOPIO

Los telescopios tienen tres funciones por efectuar:

1. Aumentar el brillo aparente del objeto. Este aumento del brillo depende del poder condensador de la luz del telescopio.
2. Traer detalles que no pueden verse a simple vista. Lo bien que un telescopio efectúe esta función depende del poder de resolución.
3. Amplificar el objeto, o hacer que el objeto parezca estar más próximo. Lo bien que un telescopio efectúe esta función depende del poder amplificador del telescopio.

EL PODER CONDENSADOR DE LA LUZ DE UN TELESCOPIO

La función más importante de un telescopio, probablemente, es condensar una gran cantidad de luz de una estrella. El telescopio "comprime la luz" en un rayo suficientemente angosto como para que entre por la pupila del ojo. (Véase la Figura 113.)



FIG. 113. Poder Condensador de la Luz de un Telescopio. Todos los rayos que pasan por un objetivo grande vienen a pasar por un ocular pequeño. Esta concentración de la luz aumenta mucho el brillo aparente del objeto.

El poder condensador de la luz hace posible ver estrellas de magnitud mayor que 6, estrellas que son demasiado tenues para ser vistas por el ojo solo. El poder condensador de la luz depende solamente del objetivo —es proporcional a su área. *O: el Poder Condensador de la Luz es proporcional al cuadrado del diámetro del objetivo.*

En la noche, la pupila del ojo tiene un diámetro de aproximadamente ¼ de pulgada (unos 6 mm). Un telescopio que tiene un objetivo de una pulgada de diámetro (2,54 cm) admite $4^2 = 16$ veces más luz que el ojo solo. Un telescopio de 2 pulgadas admitiría $8^2 = 64$ veces más luz, etc. La experiencia corrobora esa teoría. Así, con un telescopio de 2 pulgadas, puede uno observar estrellas 64 veces más débiles que una estrella de sexta magnitud. Son éstas las estrellas clasificadas como de magnitud 10.5.

Similarmente, se puede calcular que:
con un objetivo de 6" (15.2 cm) pueden verse estrellas de magnitud 12.9; y
con un objetivo de 15" (38 cm) pueden verse estrellas de magnitud 14.9.

EL PODER DE RESOLUCION DE UN TELESCOPIO

Este poder del telescopio también depende solamente del tamaño del objetivo. El poder de resolución está íntimamente relacionado con la claridad con la que los detalles pueden verse. Un punto de luz que al ojo desnudo le parece ser una estrella simple, resulta ser, cuando se obtiene mayor detalle, una unidad que consiste de dos o más estrellas vecinas. Mientras mayor sea el poder de resolución de un telescopio, más claro será el detalle; con bajo poder de resolución hay mucho traslape y confusión. Es importante tener una clara comprensión de ese poder.

Considérense dos puntos de luz —digamos, dos velas. A una distancia de varios pies se verán las dos como fuentes de luz separadas y distintas. A una distancia mayor, las dos se confundirán en *un* punto de luz relativamente difuso. Los experimentos muestran que los puntos de luz no pueden verse separados cuando el ángulo subtendido A por ellos en el ojo es menor que unos 6 minutos de arco. Dicho de otro modo: *El poder de resolución del ojo normal es de 6 minutos de arco.* (Véase la Figura 114.)

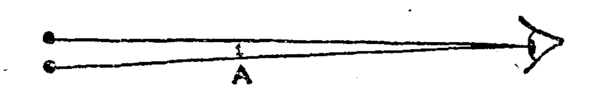


FIG. 114. Poder de Resolución de un Telescopio. Cuando el ángulo A subtendido en el ojo por dos puntos de luz es menor que 6 minutos, el ojo cesa de notarlos como puntos distintos. También puede enunciarse esto diciendo que para ángulos menores que 6' el ojo es incapaz de resolver en unidades separadas el objeto que ve.

La incapacidad de separar puntos que subtienden un ángulo menor que 6 minutos es debida a una propiedad básica de la luz, conocida como Difracción. Debido a la Difracción, un punto de

luz del objeto no se convierte en un punto de luz en la retina, sino en un pequeño disco; para cada objeto puntual hay una imagen como disco. El disco, comúnmente llamado imagen "espuria", o "patrón de difracción", tiene dimensiones finitas y una estructura más bien compleja. Tiene un centro brillante circundado alternativamente por anillos obscuros y brillantes, decreciendo los anillos brillantes rápidamente en brillo hacia la orilla del disco.

Así, la luz que emana del punto C no forma en realidad un punto C' sino una imagen "espuria" C' en la retina. (Véase la Figura 115.)

Si un segundo punto de luz E (no mostrado en la figura) está más cerca que 6 minutos de arco del punto C, la imagen espuria debida a él, E', materialmente traslapará a C'. Ya no puede el cerebro distinguir dos puntos separados. El ojo no puede resolver E de C.

•C

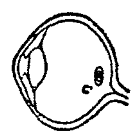


Fig. 115. Imagen Espuria. La luz que emana de un punto C *no* converge a un punto C' de la retina, como generalmente se supone en busca de una supersimplificación. La contraparte de todo punto de luz en la retina es un minúsculo sistema de anillos concéntricos obscuros y brillantes.

La "relación punto a punto" entre el objeto y la imagen supersimplifica la verdad. En realidad, es una relación de punto a disco. No es difícil darse cuenta que mientras más pequeños sean estos discos, mayor será el detalle obtenido. La teoría óptica demuestra que mientras más grande sea el objetivo menor será el diámetro del disco.

La teoría óptica, así como la práctica, muestra también que el poder de resolución de un telescopio depende solamente del diámetro del objetivo. Así, las estrellas que se ven como una unidad con un telescopio pequeño pueden resolverse en dos o más vecinas cuando se ven por un telescopio con un objetivo más grande.

Hay una fórmula sencilla que relaciona el diámetro del objetivo con el poder de resolución:

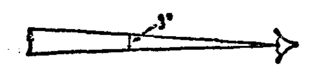
$$\text{Poder de Resolución} = \frac{5}{\text{Diámetro del Objetivo}}$$

En esta fórmula, el diámetro habrá de ponerse en pulgadas; el poder de resolución en segundos de arco.

Un telescopio con un objetivo de 2 pulgadas puede resolver dos estrellas que subtiendan un ángulo de 2,5 segundos de arcos en el ojo del observador.

EL PODER AMPLIFICADOR DEL TELESCOPIO

Los telescopios amplifican los ángulos. *Una de las funciones primarias del instrumento es amplificar los ángulos subtendidos por los objetos bajo observación, proceso conocido como Amplificación Angular.* Así, si sin telescopio, un objeto subtiende un ángulo de 3°, y cuando se ve por un telescopio la imagen subtiende un ángulo de 45°, la amplificación es de 15 veces. (Véase la Figura 116.)



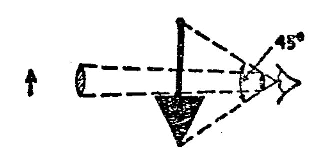


Fig. 116. El Poder Amplificador de un Telescopio. El objeto visto por el ojo desnudo subtiende un ángulo de 3°. La imagen del mismo objeto (figura inferior) en el telescopio subtiende un ángulo de 45°.
El poder amplificador del telescopio es:

$$\frac{45}{3} = 15 \text{ veces.}$$

La Amplificación Angular es la única amplificación que efectúa un telescopio. El aumento en el ángulo da la impresión de cercanía, haciendo así que la imagen se vea más cerca que el objeto.

PROBLEMA 16:

La Luna subtiende un ángulo de aproximadamente ½ de grado de arco en el ojo del observador. Cuando se ve por un telescopio, la imagen de la Luna subtiende un ángulo de 4°. Calcular la Amplificación Angular.

$$\textit{Solución: } \frac{4}{1/2} = 8 \text{ veces.}$$

El poder amplificador de un telescopio depende tanto de la distancia focal del objetivo como de la distancia focal del ocular.

La amplificación angular de un telescopio se establece por la sencilla fórmula:

$$\text{Amplificación Angular} = \frac{f\ \text{ocular}}{f\ \text{objetivo}}$$

"f objetivo" representa la distancia focal del objetivo. Generalmente se expresa la distancia en pulgadas o en milímetros. "focular" representa la distancia focal del ocular, y por lo general se expresa la distancia en las mismas unidades que la f objetivo. *La distancia focal de una lente es la distancia del foco al centro de la lente.*

(La imagen en la mayoría de los telescopios se ve invertida. Una estrella, aun con la más alta amplificación obtenible, se ve como un punto de luz. El hecho de que esté invertida no tiene importancia.)

La fórmula para la amplificación parece indicar que no hay límite para la amplificación, que cualquier amplificación deseada, digamos un millón de veces, puede obtenerse de tres maneras:

(a) Haciendo más grandes la distancia focal del objetivo. Esto implicaría una lente que es sólo un poco más gruesa en el centro que en las orillas.

(b) Haciendo más pequeña la distancia focal del ocular. En la práctica, esto significaría que la lente habría de ser mucho más gruesa en el centro que en las orillas.

(c) Por una combinación de (a) y (b).

Las indicaciones de la fórmula son correctas. Teóricamente, no hay límite para las amplificaciones posibles.

Hay, sin embargo, cuatro limitaciones importantes para el uso de valores altos de amplificación:

1. La amplificación hace disminuir la claridad de la imagen al aumentar el tamaño de la imagen espuria. Mientras mayor sea la amplificación, mayor será el decrecimiento en la claridad y en la distinción de la imagen. *No es bueno forzar la amplificación más allá del poder de resolución del telescopio.*
2. El aumento en la amplificación causa disminución en el brillo de la imagen. La misma cantidad de luz se desparrama sobre una área mayor dando por resultado debilidad de la imagen.
3. El aumento en la amplificación hace disminuir el campo real de vista del cielo. Al duplicar la amplificación, el diámetro angular de la vista se reduce a la mitad.

   La relación entre la amplificación y el campo de vista real se ilustra en la Figura 117 (A), (B) y (C). En las tres vistas el telescopio apuntaba en la misma dirección. Con poca amplificación, estaban en el campo de vista las partes superiores de las dos casas y una gran porción del cielo. (A)

   Con amplificación mayor, sólo puede verse por el telescopio la torre de una de las casas. (B)

   Con una amplificación todavía más grande, una ventana ocupa la vista completa. (C)

   El término técnico "Campo de Vista" se usa a menudo en relación con los telescopios. *Por definición, es la razón de otras dos cantidades inherentes a todo telescopio.* Estas cantidades son: (a) El Campo de Vista Aparente del Ocular, y (b) La Amplificación Angular del Telescopio.

$$\text{Campo de Vista Real} = \frac{\text{Campo de Vista Aparente del Ocular}}{\text{Amplificación}}$$

El Campo de Vista Aparente es una cantidad fija para cada ocular, información que el fabricante generalmente da con el producto, en términos de grados de ángulo. Fácilmente puede determinarse la amplificación dividiendo f objetivo entre f ocular.

PROBLEMA 17:

El ocular de un telescopio tiene un campo de vista aparente de, digamos, 40°. Su distancia focal es de 10 mm. El objetivo tiene una distancia focal de 800 mm.

Hallar: (a) el Poder Amplificador; y (b) el Campo de Vista Real.

Solución:

a. El Poder Amplificador =

$$\frac{f\ \text{objetivo}}{f\ \text{ocular}} = \frac{800}{10} = 80 \text{ veces.}$$

b. El Campo de Vista Real =

$$\frac{\text{campo de vista aparente}}{\text{amplificación}} = \frac{40}{80} = \frac{1}{2} \text{ grado.}$$

El medio grado significa que, mirando por este telescopio, el observador ve un círculo cuyo diámetro subtiende un ángulo de 0.5 grados. Medio grado es aproximadamente el diámetro angular de la Luna.

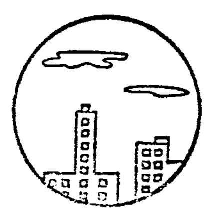
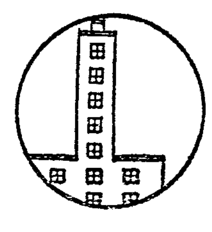
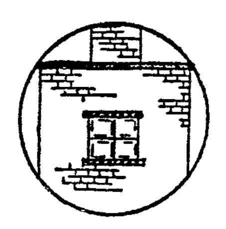




FIG. 117. (A) Izquierda (B) Centro (C) Derecha.

4. El incremento en la amplificación incrementa el centelleo de las estrellas, e interfiere mucho con la observación de las estrellas que están muy juntas. El centelleo de las estrellas, aunque es muy atractivo para ciertos poetas, es una fuente de gran disgusto para un observador astronómico. *El centelleo es realmente una rápida variación del brillo aparente de la estrella, acompañada por rápidas fluctuaciones de su posición aparente, así como de variaciones del color.* Estas variaciones y fluctuaciones son debidas enteramente al efecto de la atmósfera de la Tierra sobre la luz de la estrella que pasa por ella; y resultan muy aumentadas en los telescopios grandes. Sucede con frecuencia que un gran telescopio se queda prácticamente inútil en una noche perfectamente despejada, debido a malas condiciones "visuales".

Por estas cuatro razones, hay un límite práctico para la amplificación máxima. *La amplificación máxima se conserva generalmente bien dentro de 40 veces por cada pulgada de diámetro del objetivo.* Un telescopio de 4 pulgadas se usaría cuando más para una amplificación de 160 veces.

También hay *un mínimo para la amplificación útil, generalmente de 4 veces por cada pulgada de diámetro del objetivo.* Si la amplificación es menor que esto, la columna de luz que viene del ocular será muy grande para entrar a la pupila del ojo y se desperdiciará algo de luz.

MONTAJE DE LOS TELESCOPIOS

Una de las partes más importantes de un telescopio, a la cual se dedican mucho ingenio y talento ingenieril, es el montaje.

Los tubos largos tienen tendencia a vibrar, haciendo que las estrellas "bailen". Un buen montaje rígido minimiza las vibraciones.

El montaje debe diseñarse de manera que el telescopio pueda dirigirse a cualquier parte del cielo, desde el horizonte hasta el zenit, y hacia todo azimut desde 0° hasta 360°. La unidad más simple para lograr esto es una combinación de dos ejes, uno vertical y otro horizontal —el telescopio se ajusta a una horquilla por medio de cojinetes horizontales, y así puede girar del horizonte al zenit a través de las diversas altitudes. La horquilla, a su vez, puede girar alrededor de un eje vertical los 360° de un círculo horizontal. Es éste el *Montaje de Altazimut.* (Véase la Figura 118.)

Con frecuencia se usa el montaje de altazimut para obtener valores instantáneos de la altura y azimut de las estrellas u otros cuerpos celestes.

No puede usarse para observaciones prolongadas o para fotografías de larga exposición porque

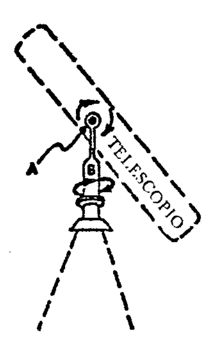


Fig. 118. Montaje de Altazimut. El telescopio puede girar alrededor del eje horizontal A, y puede así dirigirse a cualquier altitud desde el horizonte hasta el zenit. El telescopio junto con el eje horizontal puede girar alrededor del eje vertical B hacia cualquier azimut de 0° a 360°.

las estrellas cambian constantemente tanto de altura como de azimut. El telescopio en un montaje altazimutal tendría que ajustarse continuamente para los ángulos vertical y horizontal —tarea casi imposible.

El Montaje de Ecuatorial está especialmente diseñado para el propósito de conservar una estrella afocada por largos periodos de tiempo. (Véase la Figura 119.)

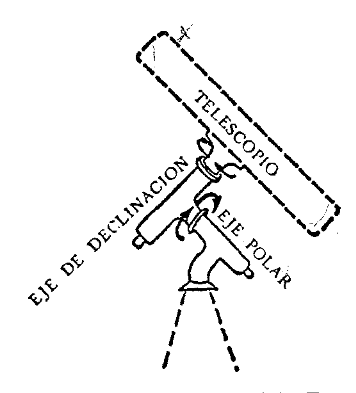


Fig. 119. El Montaje de Ecuatorial. El telescopio se gira alrededor del eje de declinación hacia la declinación deseada, y se ajusta firmemente en esa posición. El telescopio junto con el eje de declinación gira alrededor del eje polar para conservar el objeto continuamente en el campo de vista.

Sólo un ángulo ha de ajustarse continuamente; generalmente se efectúa este ajuste por medio de un pequeño motor. En este montaje también hay dos ejes, y también ángulos rectos. Un eje se llama eje polar y se construye paralelo al eje de la esfera celeste. El otro eje, conocido como eje de declinación, gira alrededor del eje polar. El telescopio se ajusta al extremo del eje de declinación, y puede girarse alrededor de este eje hacia cualquier declinación deseada. Una vez afocada una

estrella de una declinación dada, el telescopio se ajusta firmemente al eje de declinación, puesto que la declinación de una estrella es una cantidad invariable. Para conservar a la vista la estrella, el telescopio junto con el eje de declinación debe girar alrededor del Eje Polar. Cuando este movimiento está ajustado apropiadamente en el motor, el telescopio seguirá a la estrella continuamente a lo largo de su ruta y la tendrá en el campo de vista todo el tiempo.

El motor debe ajustarse para completar una revolución en un día sideral.

Un telescopio sobre un montaje de Ecuatorial también puede hallar una estrella dada, para lo cual los datos necesarios son la declinación y el Angulo Horario Sideral. Se gira el telescopio alrededor del eje de declinación y se fija en esa posición. Se giran luego el eje de declinación y el telescopio alrededor del eje polar hasta el Angulo Horario Sideral apropiado.

Históricamente, el Telescopio de Refracción fue el de primera clase inventada. Prácticamente, tiene aún amplio uso, y por buenas razones:

(a) La buena definición que se obtiene con el uso de lentes.
(b) La amplia vista que se obtiene.
(c) La poca exposición a daño por manejo.
(d) Su disponibilidad para uso instantáneo.

Sin embargo, el Telescopio de Reflexión, que usa para el objetivo un espejo en lugar de una lente, se está haciendo más y más popular. Su popularidad se debe tanto a sus cualidades de corrección de los colores como al hecho de que no se pierde luz por absorción al pasar por los cristales, así como por su relativamente bajo costo.

PARTE 2: EL TELESCOPIO DE REFLEXION

INTRODUCCION

El nombre de Newton está asociado a la invención de este tipo de telescopio. En el Reflector, la función del objetivo es ejecutada por un espejo. La luz que entra se hace converger por un espejo cóncavo en lugar de una lente. La imagen formada por el espejo se ve por un ocular, que básicamente es el mismo que el del telescopio de refracción simple. Casi todo lo que se dijo sobre el telescopio de refracción se aplica aquí. Hay, sin embargo, algunas diferencias pequeñas, y una de éstas es la cuestión de las trayectorias de los rayos de luz.

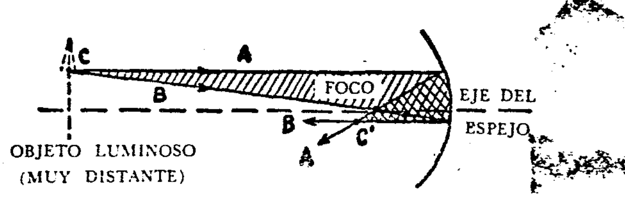


Fig. 120. Trayectoria de los Rayos de Luz para el Objetivo de un Telescopio de Reflexión. Las rutas de varios rayos, entre los muchos que emanan del punto luminoso C, pueden trazarse fácilmente. En esta figura se muestran dos de estos rayos. El rayo A corre paralelamente al eje, y es reflejado por el espejo en la dirección del foco. El rayo B sale de C en la dirección del foco, y después de golpear en el espejo se refleja paralelamente al eje. C' es la intersección de los rayos reflejados. Todos los otros rayos que salen del punto C del objeto después de la reflexión se encuentran en C'.

TRAYECTORIAS DE LOS RAYOS DE LUZ

Dos de los rayos que salen de cada punto del objeto luminoso se pueden seguir en sus rutas. Uno de éstos, el rayo A, sale de C en una dirección paralela al eje del espejo, y después de la reflexión, pasa por el foco del espejo. El otro rayo, el B, sale de C en la dirección del foco. Después de reflejarse en la sueprficie del espejo este rayo se mueve paralelamente al eje.

El punto de intersección de estos rayos (C') es donde se forma la imagen de C. Todos los otros rayos que emanan de C y se reflejan en el espejo se encontrarán en C'. (Véase la Fig. 120.)

De esta manera puede seguirse la ruta de todos los otros puntos del objeto.

EL PLATEADO DEL ESPEJO

A diferencia del espejo casero ordinario, la plata del espejo telescópico se pone en el frente, o sea en el lado cóncavo del espejo, y el cristal funciona solamente como un soporte para el metal. El poner la plata en el frente del cristal elimina la absorción. La luz no pasa por el cristal y no pierde parte de su intensidad por absorción en él.

La desventaja es que la capa de plata sin protección se deslustra cada pocos meses, así que el espejo debe platearse periódicamente.

En años recientes, un proceso "aluminizante" ha substituido gradualmente al plateado. Hace poco se descubrió que el aluminio al vaporizarse se condensa luego en formas cristalinas que forman una superficie brillante que en muchos respectos es

superior a la de la plata. El revestimiento debe hacerse en el vacío; el aluminio que se aplica así no se deslustra. Después de la primera exposición, se recubre con una película transparente y delgada, extremadamente dura, de óxido de aluminio, la cual protege al aluminio bajo ella de cualquier otra interacción con el aire.

Otra modalidad superior del revestimiento de aluminio es que refleja los rayos ultravioleta. La plata es un reflector muy malo para esa radiación de onda corta.

La luz roja, sin embargo, se refleja mejor en la plata; también, respecto a reflexión total, la plata es algo superior. La plata, en el mejor caso, refleja 95% de la luz total; el aluminio, solamente el 90%.

COLOCACION DE LAS PARTES OPTICAS

El espejo se coloca en el extremo inferior del tubo. La luz reflejada forma la imagen en el medio de los rayos entrantes. Para poder ver esta imagen por el ocular, debe moverse. Dos arreglos usados con frecuencia fueron inventados por Newton y Cassegrain, respectivamente.

En el arreglo de Newton, los rayos de luz convergentes son interceptados justamente antes del plano focal por un espejo plano. El espejo desvía los rayos hacia el lado del tubo, hacia el ocular. A veces se usa un prisma reflector en lugar de un espejo. (Véase la Figura 121.)

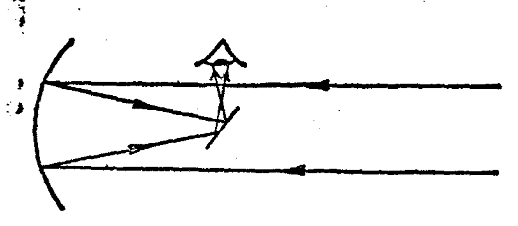


Fig. 121. El arreglo del objetivo (espejo) y del ocular en el caso de un telescopio reflector. El espejo está en la parte inferior del tubo (el objetivo en un refractor está, por supuesto, en la parte superior del tubo). La imagen producida por el espejo está en medio de los rayos entrantes. No podría colocarse ahí un ocular porque el observador materialmente interferiría con la luz entrante. En el telescopio de tipo newtoniano, el que aquí se muestra, un espejo plano pequeño desvía los rayos a través de la pared del tubo hacia el ocular.

En un arreglo de Cassegrain, un espejo convexo es el que hace la desviación. Los rayos convergentes son interceptados por el espejo convexo y llevados a un foco a través de una abertura cortada en el objetivo. Una de las ventajas de este arreglo es la flexibilidad en la distancia focal del espejo objetivo. Un conjunto completo de espejos convexos usados en combinación con el objetivo ofrecen una variedad de distancias focales. (Véase la Figura 122.)

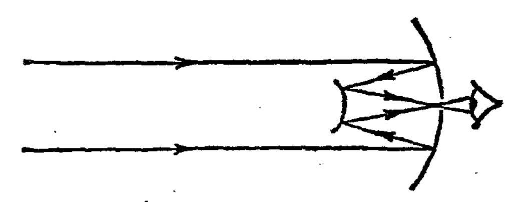


Fig. 122. El Arreglo de Cassegrain. La desviación de la imagen producida por los objetivos se hace por un pequeño espejo convexo: Los rayos convergentes reflejados por el objetivo se reflejan en este espejo convexo una vez más y son llevados a un foco justamente detrás de una abertura cortada en el objetivo. Un reflector particular puede equiparse con varios espejos convexos que tengan curvaturas diferentes. Se altera la distancia focal del telescopio entero cambiando el valor de la curvatura del espejo convexo.

Algunos telescopios reflectores están equipados para manejar tanto el arreglo newtoniano como el de Cassegrain.

Inevitablemente, el pequeño espejo o prisma quita algo de la luz entrante. Relativamente, la pérdida de luz es pequeña, una minúscula fracción de la cantidad total que cae sobre la lente objetivo. La obstrucción no puede verse en el ocular. En contra de lo que podría uno suponer, no interfiere con la imagen.

SEMEJANZAS ENTRE LOS TIPOS REFRACTORES Y REFLECTORES DE TELESCOPIOS

Excepto por el objetivo y el arreglo para encaminar la luz reflejada, no hay diferencia mayor entre los tipos de telescopios refractor y reflector: el poder condensador de la luz, el poder de resolución, el poder de amplificación y sus respectivas fórmulas, son idénticos; como lo son sus montajes.

Cada telescopio tiene sus ventajas y sus desventajas; cada uno se usa para la clase de investigación más apropiada para él.

PARTE 3: LOS GRANDES TELESCOPIOS Y SUS USOS

INTRODUCCION

En su eterna búsqueda de conocimiento, el astrónomo diseña siempre telescopios más grandes, los cuales lo capaciten para ver estrellas demasiado débiles para ser vistas con instrumentos más pequeños.

Los telescopios más grandes hacen visibles más detalles, aun de Galaxias remotas, a cuyo estudio coopera el entendimiento de Nuestra Galaxia.

Así, el astrónomo espera solucionar uno de los problemas fundamentales de su ciencia —si el Universo tiene una frontera más allá de la cual no hay estrellas u otros cuerpos celestes. Y ese conocimiento da una información importante sobre la historia pasada y sobre el futuro probable del Universo.

EL TELESCOPIO DE 200"

El telescopio óptico más grande, terminado en 1948, se localiza en el Monte Palomar, California: su objetivo es un espejo de 200" (508 cm) de diámetro.

Los principios físicos involucrados en el telescopio de 200" son los mismos que los de un telescopio pequeño. Pero son inmensos los problemas de ingeniería que surgen al hacer un espejo de casi 15 toneladas, y en el diseño del instrumento completo.

Los problemas básicos de su construcción y diseño fueron:

a. La elección de material para el espejo.
b. El proceso de fundir y templar.
c. El molido, el pulido y la aluminización.
d. El diseño y construcción del montaje.
e. La elección del lugar apropiado.

a. El material usado para el espejo debe ser duro, pétrico, homogéneo. Debería ser fácil de pulir y habría de conservar el pulido por un largo tiempo, dilatándose poco bajo variaciones normales de temperatura. Todos estos factores son de gran importancia porque la superficie del espejo debe de ser precisa dentro de dos millonavos de pulgada.

Después de probar numerosos materiales en busca de los apropiados, la elección se limitó a dos: cuarzo fundido y una variedad especial de cristal pyrex. El cuarzo fundido tiene un coeficiente de dilatación térmica idealmente bajo, cinco veces menor que el pyrex; sin embargo, el costo era prohibitivo. La elección final fue una variedad de cristal pyrex especialmente producida para el proyecto.

b. La fundición del primer disco de 200" se llevó a cabo en marzo 25, 1934, usando grandes cucharones para vaciar 20 toneladas de vidrio fundido en los moldes preparados —en sí mismo un día de trabajo. Chorros de gas incandescente conservaron el vidrio tanto en el horno como en el molde a una temperatura de 2,000°F.

A pesar de la precaución y del cuidado en el diseño, un accidente mínimo arruinó el vaciado del primer disco.

El segundo disco se fundió el 2 de diciembre sin desastre, y después de 10 horas, se terminó con éxito. Se colocó luego en el horno de fundición para enfriarlo muy gradualmente. Tal manera de enfriar es importante para prevenir esfuerzos en el vidrio que podrían formarse en un enfriamiento rápido. La temperatura del horno se controló eléctricamente y se hizo descender cuidadosamente en una cantidad fija cada 24 horas. Después de 10 meses, el disco estaba enfriado a la temperatura del cuarto y se comprobó que era una estructura tan perfecta como se tenían esperanzas de que fuera.

c. El pulimentado y el pulido fueron hechos por una máquina especialmente diseñada, empleando un abrasivo contra la superficie del vidrio.

Para el pulimento inicial, el cual habría de dar al disco una superficie esférica cóncava, se usó un grueso abrasivo de carbono, Natalón, mezclado con agua. Posteriormente, se usaron grados de abrasivos más finos, gradualmente, para producir una superficie paraboloide perfecta.

Para minimizar el efecto del calor resultante de la fricción del pulimento, el proceso fue más bien lento —cuatro años de casi continuo pulimento fueron necesarios para preparar el espejo para el revestimiento final de aluminio.

d. El diseño y la construcción del montaje son evidencia del gran progreso que ha hecho la ingeniería en los últimos años.

El espejo ya pulido, que pesa casi 15 toneladas, puede apuntarse en cualquier dirección sin plegarse ni ligeramente.

El "tubo" del telescopio que lleva el espejo tan perfectamente es también una obra imponente de diseño estructural, que pasa de un ciento de toneladas. Realmente es rígido, con sección interior cuadrada, con fuertes anillos rígidos en cada extremo, tan bien balanceados que fácilmente puede moverse en cualquier dirección a mano —aunque generalmente se mueve por pequeños motores eléctricos.

e. Una investigación cuidadosa condujo a la elección de la localización apropiada.

La zona entre los 30° y los 35° N. es una localización ideal. Desde estas latitudes puede uno observar áreas importantes del hemisferio sur celeste y aun tiene las estrellas circumpolares del norte apreciablemente arriba del horizonte. Esta consideración estrechó la búsqueda a partes de California, Nuevo México, Arizona y otros estados que están dentro de esa zona.

Hay otros muchos determinantes de la localización apropiada: (a) una altura de 6000 a 8000 pies sobre el nivel del mar (1800 a 2400 m); (b) un gran número de noches despejadas en el año; (c) una completa ausencia de temblores de tierra; (d) fácil acceso a una gran ciudad.

Una cuidadosa evaluación de varios sitios posibles condujo a la elección del Monte Palomar, a 80 millas (128 Km) al noreste de San Diego, California.

Ahí, el "Gran Ojo", como se ha llamado, ha sido comprometido con la tremenda tarea de descifrar los misterios del universo.

LA GRANDEZA DEL TELESCOPIO DE 200"

Son enormes los poderes de este telescopio. Condensa tanta luz como un millón de ojos humanos; con su ayuda puede verse una vela a una distancia de 10,000 millas (16,000 Km).

Penetra en el espacio el doble —una distancia de dos mil millones de años luz— que el telescopio de 100" (254 cm) del Monte Wilson.

EL PROGRAMA DE INVESTIGACION

Se intenta que el instrumento estudie tres grandes áreas problemáticas: la evolución de las estrellas; la estructura del Universo y la constitución de la materia.

PRIMEROS LOGROS

En sus primeros años de operación se logró un resultado importante. El nuevo telescopio demostró que era incorrecta la vara de medir distancias astronómicas —la distancia a la Gran Galaxia de Andrómeda, antes estimada en 750,000 años luz, se fijó en 1952 en 1,500,000 años luz.

FOTOGRAFIA

Mucha de la "observación" es fotográfica: los astrónomos quitan el ocular del telescopio, ajustan una placa fotográfica en su lugar, y fotografían el objeto bajo observación. El objetivo del telescopio se usa así para formar la imagen sobre la placa fotográfica.

La fotografía tiene muchas ventajas sobre la visión directa. Entre éstas, las siguientes:

a. Las placas fotográficas pueden detectar estrellas que son en brillo menores que un sexto de la estrella más débil visible con el mismo telescopio —primordialmente porque el cambio en los compuestos químicos de la placa es un efecto acumulativo: la suma total de luz que llega a la placa durante el periodo de exposición. El ojo ve en un instante todo lo que puede; la energía de la luz no se acumula en la retina.

b. Una exposición de largo periodo produce detalles no percibidos por la observación visual, un resultado del efecto acumulativo de los compuestos químicos sobre la placa. Mucho de lo que sabemos sobre las Galaxias remotas es dado por el detalle hecho posible por la fotografía.

c. La permanencia de registro es especialmente importante al estudiar cambios de brillo y desplazamientos relativos de las estrellas. Alguna estrella sin importancia puede de repente convertirse en prominente; para su historia pasada pueden examinarse los registros.

d. El estudio en tiempo libre. Algunas estrellas están sobre el horizonte por periodos bastante breves; las fotografías tomadas entonces pueden estudiarse según la conveniencia del astrónomo.

e. Amplificaciones. Las fotografías pueden amplificarse con la ayuda de un microscopio, especialmente útil en la tarea mecánica de contar estrellas, y de particular interés para los cúmulos globulares de estrellas.

f. Mucho se emplea la fotografía en el estudio de nuestro propio Sistema Solar. Así, el miembro más nuevo del Sistema Planetario, Plutón, se descubrió primero en una fotografía. Las estrellas se muestran como puntos simples, mientras que los objetos que se mueven, tales como los planetoides, se fotografían como líneas cortas, aun con una exposición de pocas horas.

PARTE 4: EL RADIO TELESCOPIO

En años recientes el radio telescopio nos ha ayudado a aprender mucho sobre nuestro Universo. Esta información ha sido sacada de un estudio de las ondas de radio que llegan a nosotros desde el espacio exterior.

Un radio telescopio tiene un espejo, un receptor y una grabadora. El espejo es de forma parabólica y se hace de aluminio tratado a máquina con precisión o, en el caso de las grandes unidades, de alambre reticulado. Su tarea es enfo-

car las ondas de radio que intercepta en el alimentador por transmisión hacia el receptor.

El espejo habrá de ser tan grande como sea posible, puesto que las señales de radio son muy débiles. La potencia que cae a la Tierra desde las más intensas fuentes de radio es aproximadamente de 100 watts, de los cuales son interceptados solamente 10^{-14} watts por un radio telescopio gigante. Uno de los radio telescopios más grandes es un paraboloide dirigible de 600 pies (158.3 m).

El poder de resolución o habilidad para distinguir finuras de detalle se mejora en proporción directa al aumento de tamaño del espejo. El poder de resolución se determina por la fórmula siguiente:

$$\text{Poder de resolución (segundos de arco)} = \frac{10^5 \times \text{Longitud de onda (en cms.)}}{\text{Diámetro del espejo (en pulgadas)}}$$

El poder de resolución de un radio telescopio de 600 pies para una onda de 10 cms. es:

$$\text{Poder de resolución (en segundos de arco)} = \frac{10^5 \times 10}{600 \times 12} = 138'' = 2'18''$$

Así, dos fuentes de radio que emiten ondas de 10 cms. pueden apenas separarse por el telescopio de 600 pies si distan más de 2 minutos y 18 segundos de arco.

El receptor selecciona una banda angosta de frecuencias y amplifica el poder en la banda. La mayoría de los receptores usan el tipo de circuitos utilizados en un radio casero ordinario.

La grabadora presenta la salida (output) del receptor en forma gráfica e indica la intensidad de la señal. La señal amplificada hace actuar la pluma grabadora, la cual está en contacto continuo con una carta móvil.

CAPITULO VI

LA QUIMICA DE LAS ESTRELLAS: ESPECTROSCOPIA

INTRODUCCION

Uno de los adelantos científicos más notables en las últimas décadas ha sucedido en el campo de la química de las estrellas. Ha sido casi definitivamente establecido que las estrellas están hechas de los mismos elementos que la Tierra, aunque las proporciones relativas de los elementos difieren substancialmente. Así, más del 50 por ciento de la masa de una estrella es hidrógeno, generalmente; y el Helio puede contar por casi el 40% de su masa. Todos los otros elementos metálicos y no metálicos cuentan por un poco por ciento de la masa de la estrella.

Estos resultados, así como una gran cantidad de otra información sobre las estrellas, se deducen de análisis cuidadosos de la luz que llega a nosotros desde las estrellas. *La rama de la ciencia que trata con esos análisis se llama "Espectroscopia", y su instrumento básico es el Espectroscopio.*

EL ESPECTROSCOPIO

La función de un espectroscopio es dispersar un rayo de luz en sus colores constituyentes —un proceso similar al efectuado por las gotitas de agua en las nubes para formar un arco iris.

La dispersión de la luz blanca, digamos, en sus diversos colores se hace por un prisma de cristal, o por una rejilla.

EL ESPECTROSCOPIO DE PRISMA

Un solo rayo de luz ordinaria, por ejemplo la del Sol, se dispersará al entrar al cristal del prisma en un arreglo continuo de colores. Se dispersará otra vez al salir del prisma al aire. *Ese arreglo de colores se llama espectro.* En el caso de la luz del Sol, el espectro contendrá todos los siete colores principales: violeta, índigo, azul, verde, amarillo, anaranjado y rojo. También estarán presentes todos los colores de transición intermedios. (Véase la Figura 123.)

Dos principios físicos básicos gobiernan la dispersión en los diversos colores:

a. *La luz es una forma de energía de la cual puede pensarse que consiste en ondas.* La evidencia experimental es que la luz roja difiere de la azul solamente en la longitud de onda. La luz roja tiene la longitud de onda más larga del espectro visible; el violeta, la más corta.

La longitud de onda, como su nombre lo indica, es la distancia horizontal entre las crestas

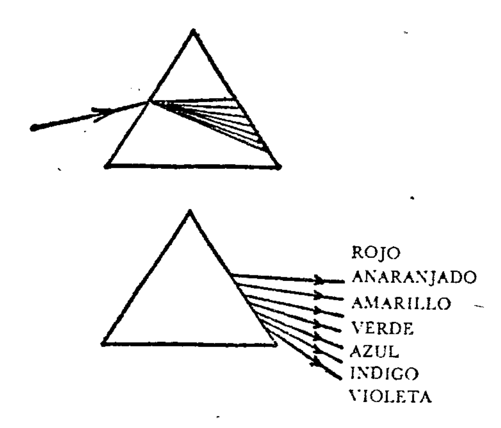


Fig. 123. El Prisma. La luz del Sol al entrar al prisma se dispersa en un conjunto completo de colores llamado espectro. Al salir del prisma los colores se dispersan aún más. Una pantalla puesta perpendicular a estos rayos mostraría un esquema de colores muy semejante a un arco iris.

de dos ondas adyacentes. (Véase la Figura 124.) Generalmente se dice en términos de una unidad de longitud extremadamente pequeña conocida como Angstrom. Un Angstrom es igual a 1/10,000,000,000 de metro. En estas unidades, la longitud de onda de la luz roja es aproximadamente de 8000 Angstrom; la longitud de onda de la luz violeta es aproximadamente de 4000 Angstrom.

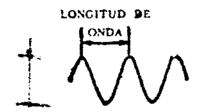


Fig. 124. La Longitud de Onda. La luz puede considerarse como si consistiera en ondas. Técnicamente, la luz es una clase de un grupo muy grande llamado Ondas Electromagnéticas. Según lo que sabemos, la única diferencia básica entre la luz violeta y la azul está en la longitud de onda. La longitud de onda es la distancia horizontal entre las crestas de dos ondas adyacentes. A menudo se mide en diez mil millonésimas partes de metro (un Angstrom).

b. La refracción que sufre la luz al entrar al cristal depende de la longitud de onda; el violeta, de onda corta, se refracta más que la luz roja, de onda larga. Los diversos colores originales del rayo de luz blanca se refractan así en diferentes medidas, y por eso se dispersa.

Además del prisma, los otros elementos esenciales de un espectroscopio prismático son una ranura angosta, un colimador y un telescopio.

La ranura angosta es la puerta por la cual entra la luz al espectroscopio. La ranura se hace bastante angosta para evitar el traslape de los colores en el espectro.

La ranura angosta se coloca en el foco de una lente acromática llamada "colimador", cuya función es dirigir los rayos de luz en líneas paralelas. (Véase la Figura 125.)



Fig. 125. La Ranura y el Colimador. La ranura se coloca en el foco de la lente del colimador (la palabra collimate significa "enderezar"). (No se usa como verbo en español. N. del T.) Los rayos de luz divergentes son puestos en líneas paralelas por esa lente.

Cada rayo paralelo, al pasar por el prisma, se dispersa en los diversos colores. Así, el rayo A produce un espectro completo, del rojo al violeta; similarmente, el rayo B produce un espectro completo del rojo al violeta, etc.

La tarea de recolectar las componentes rojas de todos los rayos en un lugar es efectuada por el objetivo del telescopio: junta todas las componentes rojas dispersas así como las componentes dispersas de los otros colores, y las pone unas al lado de otras. El ojo, mirando por el ocular del telescopio, ve la procesión de colores que es el espectro —consistente, por supuesto, de imágenes de la ranura angosta, formada cada imagen por luz de una longitud de onda particular. (Véase la Figura 126.) Si la luz admitida por la ranura angosta contiene todas las longitudes de onda, las imágenes forman una sucesión continua. Si faltan algunas longitudes de onda en la luz que entra al espectroscopio, no será continuo el espectro. El lugar generalmente ocupado por las longitudes de onda que faltan aparecerá negro.

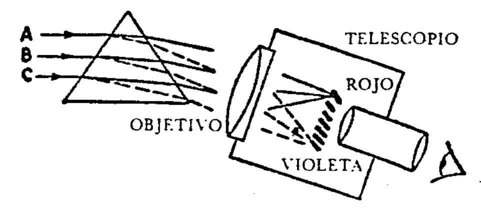


Fig. 126. La Parte Telescópica del Espectroscopio. Cada rayo se dispersa en un espectro completo. El objetivo del telescopio colecta todas las componentes rojas en un solo lugar, todas las componentes violetas en otro lugar. Mirando por el ocular, un observador ve el espectro de colores completo, desde el rojo hasta el violeta.

Algunas fuentes de luz, por ejemplo la luz neón, emiten unas pocas y definidas longitudes de

onda —el espectro aparecerá como una serie de líneas brillantes separadas por amplias bandas negras. Cada línea brillante es una imagen de la ranura en una de las longitudes de onda que estaba presente en la luz.

En la discusión anterior, la luz se describió de dos maneras: como movimiento ondulatorio y como rayo. La onda es la imagen correcta; el rayo se usa solamente para indicar la dirección en que se mueve la onda de luz.

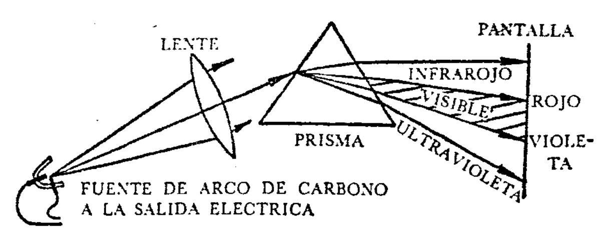


FIG. 127. Un Epectro Continuo. La luz visible de una lámpara de arco de carbono producirá un espectro continuo con una dispersión cromática del rojo al violeta. Nótese que el espectro visible es sólo una parte del espectro completo. Más allá del violeta visible, hay una luz ultravioleta que es invisible al ojo humano; puede detectarse por una pantalla fluorescente o por placas fotográficas. Más allá del rojo visible hay una amplia región de radiación, invisible al ojo humano, conocida como infrarroja. Una de las maneras de detectar la radiación infrarroja implica el uso de un termopar. La radiación calienta una unión de termopar produciendo una corriente eléctrica en él: esta corriente puede medirse con un galvanómetro.

EL ESPECTROSCOPIO DE RED

En un espectroscopio de red, el prisma se substituye por una red —en su forma más simple, una pieza de vidrio sobre la cual se tiende un gran número de líneas paralelas. Mientras más líneas por pulgada, mejor la red: las redes buenas tienen hasta 50,000 líneas por pulgada. La luz que pasa por una red se dispersa en sus diversos colores; la dispersión, sin embargo, no se basa en este caso en la refracción, como en el prisma, sino que se debe a la interferencia entre los rayos de luz que se transmiten en los espacios entre las líneas.

COMPARACION DE LOS ESPECTROSCOPIOS

El espectroscopio reticulado es superior al prismático en que da una más amplia dispersión del espectro.

El espectroscopio prismático concentra la luz dentro de un espacio angosto, produciendo un espectro más brillante que el del reticular. Se usa exclusivamente para examinar la luz que viene de las estrellas débiles y las nebulosas.

CLASES DE ESPECTROS

Hay varias clases de espectros, tales como: continuos; de línea brillante; de línea obscura.

Un espectro continuo es, como su nombre lo dice, un desfile de todos los colores desde el rojo más profundo hasta el ultravioleta —del cual es un buen ejemplo el arco iris del cielo. En el laboratorio puede producirse un espectro continuo calentando un sólido, un líquido o un gas opaco hasta una temperatura bastante alta —varios miles de grados Fahrenheit. La luz del filamento de una lámpara eléctrica, por ejemplo, produce un espectro tal. (Véase la Figura 127.)

Cuando la luz emitida por un gas por el cual está pasando una descarga eléctrica produce un espectro que consiste de unas pocas líneas paralelas aisladas, se conoce como "espectro de líneas brillantes". (Véase la Figura 128.)



FIG. 128. Producción de un Espectro de Línea Brillante. Una de las maneras de producir un espectro de línea brillante es:

a. Llenar este tubo con el gas deseado (baja presión).
b. Conectarlo a un potencial eléctrico alto (varios miles de volts).

La luz dada por el gas forma un espectro de línea brillante cuando se ve por un espectroscopio.

El espectro producido por el hidrógeno consiste de sólo unas cuantas líneas brillantes sobre un fondo negro. (Véase la Figura 129.)

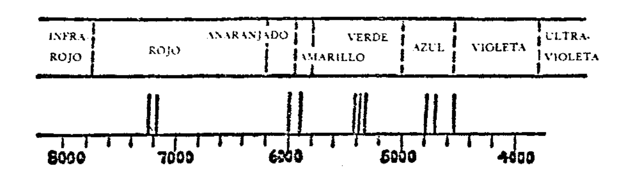


FIG. 129. Epectro del Hidrógeno. Este es un dibujo de un negativo (líneas negras sobre un fondo blanco). En el positivo las líneas tienen los colores indicados (anaranjado, azul, violeta) sobre un fondo obscuro. Los números están en unidades Angstrom.

Nótese que la forma de la "línea brillante" es debida a la ranura angosta. Si la ranura tuviese

la forma de una luna creciente, las líneas tendrían esa forma.

El color característico de las luces de neón se debe a las líneas brillantes rojas y anaranjadas de su espectro. (Véase la Figura 130.)

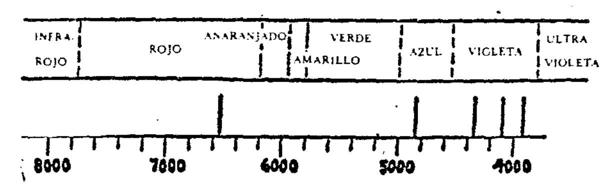


Fig. 130. Espectro del Neón. El color típico de las luces de neón se debe a la gran intensidad de las líneas rojas y anaranjadas; estas líneas opacan a los otros colores del espectro presentes. Este es un negativo del espectro que se ve. En el positivo las líneas tienen los colores indicados, mientras que el fondo es negro. Los números están en unidades Angstrom.

Las líneas brillantes de cualquier elemento pueden producirse también poniendo una sal volátil de ese elemento en una llama.

El espectro debido a los vapores de sodio muestra sólo una línea amarilla visible contra un fondo obscuro. Bajo un examen más detenido, la línea amarilla resulta doble, esto es, dos líneas muy próximas, que se designan por los símbolos D_1 y D_2. (Véase la Figura 131.)



Fig. 131. Espectro del Sodio. La luz amarilla típica de las lámparas de sodio se debe primordialmente a las dos líneas muy brillantes en la región amarilla del espectro. Las líneas espectrales se designan a menudo por letras y números. Las dos líneas del espectro del sodio se conocen como líneas D_1 y D_2. La longitud de onda de la línea D_1 es de 5896 Angstrom, mientras que la de la línea D_2 es de 5890 Angstrom. Las dos líneas están tan juntas que con poca resolución se ven como una línea ancha. Los números están en unidades Angstrom.

Habrá de notarse cuidadosamente que cada elemento da siempre el mismo patrón de líneas. Cada elemento, por decirlo así, tiene sus propias huellas digitales, que ningún otro elemento posee. Se utiliza este hecho en los análisis químicos y en muchos otros campos de aplicación.

Las líneas obscuras del espectro se deben a la absorción de la luz de alguna longitud de onda particular por gases relativamente fríos. Las longitudes de onda absorbidas son idénticas a las longitudes de onda que el gas emitiría cuando se excitan apropiadamente.

El vapor de sodio frío quitaría las dos líneas amarillas D_1 y D_2 de un espectro continuo. (Véase la Figura 132.)

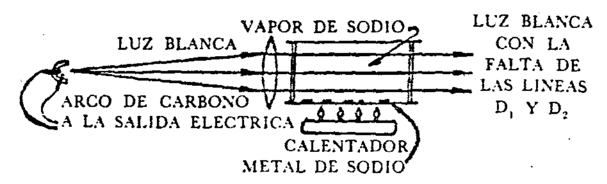


Fig. 132. Espectro de Línea Obscura. La luz ordinaria, teniendo un espectro continuo, perdería algunas de sus componentes al pasar por un gas "frío". Las componentes perdidas son siempre idénticas a las que el gas emitiría cuando diera luz. Así, los vapores de sodio quitan las líneas D_1 y D_2 del espectro continuo. Se indica aquí una manera de producir un espectro de línea obscura de esos.

El espectro del sodio aparecería entonces como dos líneas obscuras próximas sobre un fondo de un espectro que hubiera sido continuo. (Véase la Figura 133.)



Fig. 133. Un Espectro de Línea Obscura debido al Vapor de Sodio. Es este el inverso del espectro de línea brillante. Las líneas amarillas D_1 y D_2 se ven obscuras, sobre un fondo de espectro continuo. (Nótese que éste es un negativo y que por tanto están invertidos el negro y el blanco).

Los espectros de las estrellas son de la clase de "línea obscura". El espectro continuo se origina en la superficie de la estrella; las líneas obscuras son causadas por la relativamente fría atmósfera exterior de la estrella.

En la Figura 134 se muestra un espectro típico de la luz que viene de una estrella.



Fig. 134. Un Espectro Típico de una Estrella. Los espectros estelares son del tipo de línea obscura. Algunas de las líneas obscuran se deben al Hidrógeno, otras al Helio, y otras a otros elementos. Por un cuidadoso estudio de estas líneas se conocen los compuestos químicos presentes en la estrella, y también otra información.

ESPECTRO ESTELAR

Un análisis de este espectro resolvería las líneas en varios conjuntos, debido cada uno a alguno

de los 92 elementos conocidos.* Así, la espectroscopia ayuda a determinar los compuestos químicos contenidos en cada estrella y las proporciones relativas de estos elementos —determinados por el brillo relativo de los diversos conjuntos de líneas.

El análisis se refiere a los elementos de la atmósfera de la estrella. Es altamente probable que la composición del interior de una estrella sea similar a la de su atmósfera.

---

* (N. del T.) Durante algunos años se creyó definitivo este número. En la actualidad, hay muchos elementos artificiales más.

CAPITULO VII

FISICA DE LAS ESTRELLAS

PARTE 1: TEMPERATURA DE LAS ESTRELLAS

INTRODUCCION

El espectro que se obtiene de la luz de una estrella se usa también para determinar la temperatura de la estrella en su superficie, la capa conocida como "fotosfera". La temperatura de las fotosferas estelares es mucho más baja que las temperaturas del interior de las estrellas.

Generalmente se dicen las temperaturas en la escala Absoluta (o Kelvin): Para cambiar de la escala Absoluta a la Centígrada, se restan 273° de la primera. La temperatura de la fotosfera de las estrellas es de miles de grados de la escala Absoluta.

Las temperaturas típicas de las superficies estelares son de 5,000° a 7,000°K (Kelvin). Las estrellas extremadamente calientes, como Zeta Puppis, tienen una temperatura de 30,000°K, y hay razón para creer que hay estrellas que tienen temperaturas estelares tan altas como 50,000°K. En el otro extremo, la estrella conocida más fría, Chi Cygni, una estrella variable, en el tiempo de su brillo mínimo tiene una temperatura de sólo 1,800°K, o sea de unos 1,500°C.

NOTA: Para cambiar de la escala Centígrada a la Fahrenheit, multiplíquese la primera por $^9/_5$, y súmese 32. La temperatura de Chi Cygni en la escala Fahrenheit sería

$$1{,}500 \times \frac{9}{5} + 32 = \text{aproximadamente a } 2{,}700°\text{F}.$$

CALCULANDO LAS TEMPERATURAS ESTELARES

Para determinar por su espectro la temperatura de una estrella son necesarios tres pasos preliminares: (a) determinar la distribución energética del espectro; (b) hallar la longitud de onda de energía máxima; y (c) usar la Ley de Wien.

a. Determinación de la Distribución Energética del Espectro.

El espectro de luz completo se divide en pequeños rangos de longitud de onda; se cambia luego la energía de la luz en cada rango en energía calorífica por absorción en un cuerpo negro. El valor de la energía existente en cada rango angosto de longitud de onda puede determinarse así por el aumento de temperatura del cuerpo negro.

Los resultados de este trabajo, cuando se grafican, determinan una curva como la de la Figura 135.

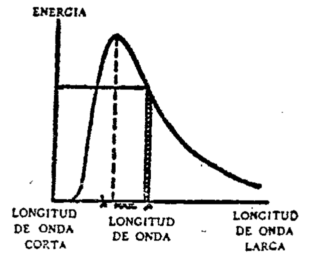


FIG. 135. Distribución de Energía en el Espectro. Los diversos colores del espectro difieren mucho en intensidad, esto es, en la cantidad de energía que contienen. Esta es una gráfica típica que muestra la cantidad de energía (escala vertical) que existe en cada longitud de onda. Por ejemplo, en la longitud de onda λ, la cantidad es Energía λ. La particular longitud de onda para la cual la curva tiene su máximo, se designa por λmáx. Este número se usa en la Ley de Wien para determinar la temperatura de la superficie de la estrella.

La escala horizontal está en Angstroms. La longitud media de onda para cada faja angosta se usa así al graficar. Las longitudes de onda corta se identifican con la luz violeta; las longitudes de onda larga, con la roja y la infrarroja.

La escala vertical —para la cual pueden usarse como unidades ergios, calorías, o BTU— lleva la energía existente en estos rangos de longitudes de onda.

b. Longitud de Onda de Energía Máxima.

Es de interés inmediato que para una longitud de onda definida, esta curva tiene un máximo. La longitud de onda se designa por el símbolo λmáx, y se usa para computar la temperatura de la estrella.

c. La Ley de Wien. *

Wilhelm Wien (1864-1928) dedujo una fórmula simple que relaciona λmáx con la temperatura:

$$T = \frac{289 \times 10^5}{\lambda_{máx}}$$

Esta fórmula establece que la longitud de onda para la cual la energía está en un máximo es inversamente proporcional a la temperatura, o, a mayor temperatura, menor valor para λmáx. Fácilmente puede verificarse esto. Cuando se calienta el hierro, da primero un color rojo opaco (longitud de onda larga); luego, a medida que la temperatura aumenta, el color de la luz cambia a anaranjado, amarillo y azul (longitud de onda corta).

La fórmula de Wien nos capacita para calcular rápidamente la temperatura de los cuerpos estelares, una vez determinada **λmáx.**

En el caso de nuestro Sol, la longitud de onda de energía máxima es de 4,700 Angstrom. La temperatura de la fotosfera solar es:

$$T = \frac{289 \times 10^5}{4{,}700} = 6{,}150°K.$$

La temperatura determinada de esta manera se llama temperatura de "cuerpo negro".

OTROS METODOS PARA DETERMINAR TEMPERATURAS

A menudo se usan otros dos métodos —uno involucra el área total bajo la curva; el otro, valores energéticos tomados en varias longitudes de onda tomados a lo largo de la curva de energía.

En el primer caso, la energía total bajo la curva, más bien que el puro máximo, se usa para determinar la temperatura del Sol. El valor que se obtiene es 5,750°K. A este valor se le llama "Temperatura Efectiva".

En el segundo caso, se usa la intensidad relativa de la luz en varias longitudes de onda diferentes. La temperatura que se obtiene por este método se llama "Temperatura del Color". La temperatura del color del Sol es de casi 7,000°K.

NOTA 1: Se repite aquí que éstas son las temperaturas de las capas superficiales que emiten luz estelar. Las temperaturas del interior de las estrellas son de un orden de magnitud enteramente diferente. Las temperaturas interiores no están en el rango de miles sino de millones de grados. Posteriormente se discutirán estas temperaturas.

NOTA 2: Los tres métodos de cálculo dan tres valores diferentes para la temperatura de la superficie del Sol; probablemente la temperatura verdadera es algún promedio de éstas.

PARTE 2: DISTANCIAS ESTELARES

INTRODUCCION

Algunas estrellas están bastante cerca de nosotros; la luz que emana de ellas nos llega en pocos años; la remotidad de otras estrellas asusta a la imaginación.

Esta sección trata de dos métodos para determinar las distancias estelares.

METODO DIRECTO

El método que se usa para hallar la distancia a una estrella se llama triangulación. En este método, frecuentemente usado por los topógrafos, una distancia tal como AC se determina midiendo tres cantidades —la longitud de una recta escogida arbitrariamente, tal como AB, y dos ángulos, A y B. La recta AB se llama base. La longitud de la recta AC se calcula usando la base y los dos ángulos. (Véase la Figura 136.)

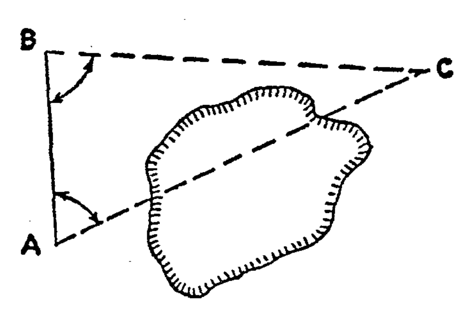


FIG. 136. Hallando Distancias por el Método de Triangulación. Para hallar la distancia entre los puntos A y C que, por ejemplo, podrían estar en lados opuestos de un lago, se traza la línea base AB. Conociendo la longitud de AB, y los dos ángulos A y B, es fácil computar la longitud deseada AC.

* Es una aproximación de la fórmula exacta de Planck
$E = c \cdot \lambda^{-5} \cdot e^{-\frac{c_2}{\lambda T}}$ λ en cm
E = Energía

En estos cálculos están involucradas unas fórmulas comunes de la trigonometría elemental.

Se obtiene una buena precisión cuando la base es de longitud semejante a la distancia por determinarse. Así, si AC mide 2, la base habría de medir también aproximadamente 2.

Para hallar las distancias a las estrellas podría usarse como base el diámetro de la órbita de la Tierra alrededor del Sol, AB; se mide el ángulo C, y se hace la suposición de que AC = BC.

La dificultad que se encuentra en el caso de las distancias estelares es que la base es pequeña en comparación con las distancias por determinarse. La máxima distancia de que dispone el astrónomo es el diámetro de la órbita de la Tierra alrededor del Sol. Aun esta base, de 186 millones de millas (unos 150 millones de Km), es sólo una minúscula fracción de la distancia a una de las estrellas más cercanas.

Para hallar el ángulo C se emplea el procedimiento que sigue:

Se observa la posición de una estrella (véase la Figura 137) próxima al Sistema Solar, respecto a las estrellas lejanas. Cuando la Tierra está en el punto A, se anota la dirección en que vemos la estrella en C en relación con la dirección en

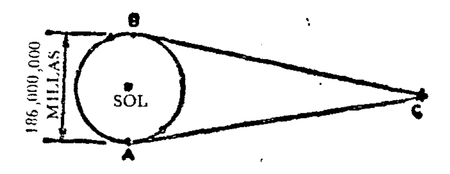


FIG. 137. Método para Determinar la Distancia a las Estrellas Cercanas.

que vemos las estrellas lejanas. Seis meses más tarde, cuando la Tierra está en el punto B, la estrella en C se verá en una dirección ligeramente diferente respecto a las estrellas lejanas. Este cambio de dirección es el ángulo C. Este método, que sólo puede usarse para determinar la distancia a las estrellas cercanas, se basa en el hecho de que las estrellas distantes no cambian sus posiciones relativas en un periodo de seis meses.

NOTA 1: Distancia a una estrella generalmente significa la distancia del centro de la estrella al centro del Sol. A veces significa la distancia entre el centro de la estrella y el centro de la Tierra. La diferencia entre las dos, el radio de la órbita terrestre, es insignificante comparado con las distancias estelares.

NOTA 2: Por acuerdo entre los astrónomos, el radio de la órbita terrestre, y no el diámetro, se toma como línea base.

NOTA 3: El ángulo subtentido por la estrella en el radio se llama "Paralelaje": mientras más distante está la estrella, más pequeña es su paralelaje. (Véase la Figura 138.)

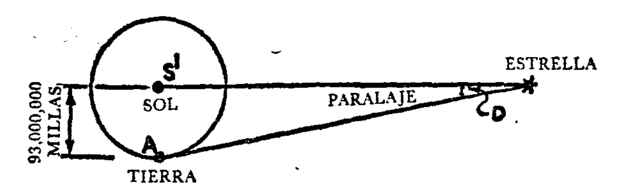


FIG. 138. El ángulo D del triángulo se llama Paralelaje.

Las paralajes de las estrellas son ángulos extremadamente pequeños. Aun la estrella más cercana, Alpha Centauri, tiene una paralaje de sólo .756 segundos de arco. Es éste un ángulo mucho menor que el diámetro de un *dime* (moneda de diez centavos de dólar) subtendería a una distancia de una milla. Otras estrellas subtienden ángulos de .1 segundos, y aún menores. El método directo de las paralajes ha determinado ya las distancias de 6,000 estrellas. Las distancias de la vasta mayoría de las estrellas *no pueden* hallarse por este método, porque las paralajes de esas estrellas son demasiado pequeñas para medirse aun con los mejores instrumentos de que se dispone.

La medición de esos ángulos extremadamente pequeños es una tarea muy precisa y laboriosa.

En el proceso de hallar las paralajes para las diversas estrellas deben aplicarse muchas correcciones a las lecturas hechas por el observador. (Algunas de estas correcciones se ejecutan automáticamente por técnicas desarrolladas para medir paralajes.)

Algunas de estas correcciones se deben al movimiento de la estrella; otras se deben al movimiento del observador; y aun otras se deben a la refracción de la luz por la atmósfera de la Tierra.

Durante el intervalo de seis meses entre las observaciones la estrella misma se ha movido ligeramente, respecto a las otras estrellas. En el mismo intervalo, el Sistema Solar entero, junto con el observador, puede haber cambiado de posición. Para obtener una estimación razonable de la magnitud de estas correcciones, se toman para cada estrella varios conjuntos de medidas que se extienden sobre un periodo de varios años. Por medidas tomadas durante un año entero pueden hacerse estimaciones sobre la corrección necesaria para los movimientos. Las correcciones debidas a la refracción de la luz por la atmósfera de la Tierra deben computarse cuidadosamente, porque si no, pueden introducirse errores serios en la determinación de la distancia. En el trabajo rutinario sobre paralajes se efectúan automáticamente varias de estas correcciones.

UNIDADES DE DISTANCIA ESTELARES

Las distancias a las estrellas son tan grandes que ya no son prácticas las unidades ordinarias

—millas, kilómetros. La estrella más cercana está a 25,000,000,000,000 de millas (40 billones de Km), un número demasiado latoso de escribir, de recordar, o de usar.

En Astronomía generalmente se usan tres unidades: (a) la Unidad Astronómica; (b) el Parsec; y (c) el Año Luz.

(a) La Unidad Astronómica es, por definición, igual en longitud a la distancia de la Tierra al Sol —93 millones de millas (150 millones de kilómetros).

Esta unidad, astronómicamente hablando, es bastante pequeña, y se usa principalmente para decir distancias interiores del Sistema Solar. Así, la distancia al planeta Plutón es de 40 Unidades Astronómicas, o sea de 40 × 93,000,000 millas (3,720,000,000 millas = 6,000,000,000 Km).

(U.A. es la abreviación propia para Unidad Astronómica.)

(b) La definición de Parsec se basa en un triángulo, como sigue:

Si I, en un triángulo, uno de los ángulos es de 90°; y si II, uno de los catetos del triángulo rectángulo es de 93 millones de millas;
y si III, el ángulo opuesto es de un segundo;
entonces, la longitud del otro cateto es de Un Parsec. Así, si el ángulo B es de 90°, AB mide una U.A.,
y el ángulo D es de un segundo,
entonces BD tendrá la longitud de Un Parsec. (Véase la Figura 139.)

Fig. 139. Definición de Parsec. Si: I. El ángulo B es de 90°; II. El lado AB mide 93,000,000 millas; y III. El ángulo D es de un segundo, entonces: el lado BD es de un Parsec.

Un Parsec es una distancia extremadamente grande. En términos de millas, una sola unidad es igual aproximadamente a veinte billones de millas.

La inmensidad del Parsec no se muestra bien en la Figura 139, porque no está dibujado a escala el triángulo.

Cuando se traza apropiadamente el ángulo A, resulta de casi 90° (es de 90° menos un segundo); los lados BD y AD son casi paralelos y el punto D estaría lejos del lado AB.

Un Parsec es 206,265 veces mayor que una Unidad Astronómica.

PROBLEMA 18:

1 parsec = 93,000,000 × 206,265 millas.
Hallar el número de millas que tiene un parsec.
= 19.2 billones de millas.
= 19.2 × 10^{12} millas. *Solución*

En términos de esta unidad, la estrella más próxima, Alpha Centauri, está a una distancia de 1.3 parsecs. Otras estrellas están a distancias de cientos y miles de parsecs.

Deberá notarse la íntima relación entre la paralaje de una estrella y su distancia en parsecs. Una es la recíproca de la otra.

Así, una estrella que tiene una paralaje de 0.5 segundos está a 2 parsecs, una estrella que tiene una paralaje de 0.2 segundos está a 5 parsecs, una estrella que tiene una paralaje de 0.1 segundos está a 10 parsecs, etcétera.

(c) Otra unidad astronómica de distancia es *el Año Luz, el cual se define simplemente como la distancia recorrida por un rayo de luz en un periodo de un año.* Sabiendo que la velocidad de la luz es de 186,000 millas por segundo (300,000 Km por seg.), es fácil computar esta distancia. Se multiplica 186,000 por el número de segundos de un año:

$$186{,}000 \times 60 \frac{\text{segundos}}{\text{minutos}} \times 60 \frac{\text{minutos}}{\text{hora}} \times 24 \frac{\text{horas}}{\text{día}} \times 365\tfrac{1}{4} \frac{\text{días}}{\text{año}}.$$

La solución es 5.88 billones de millas (5.88×10^{12} millas = 9.43×10^{12} Km).

Usando esta distancia, Alpha Centauri está a una distancia de 4.2 años luz; o, la luz por la cual vemos la estrella ha estado en camino durante 4.2 años.

Las distancias en parsecs fácilmente pueden convertirse a años luz.

Un parsec = 3.26 años luz,
Dos parsecs = 6.52 años luz,
Diez parsecs = 32.6 años luz; etc.

PROBLEMA 19:

Sirio está a 8.6 años luz. Hallar su distancia (a) en parsecs, (b) en unidades astronómicas y (c) en millas.

Además del Sol, Alpha Centauri y Proxima Centauri, las siguientes se cuentan entre las estrellas más cercanas a nosotros: la Estrella de Barnard está a una distancia de 6.1 años luz; la de Lalander 21185 está a 7.9 años luz; Wolf 359, a 8.0 años luz. (La Estrella de Barnard, la Estrella de Wolf, etcétera, se conocen por el nombre de los astrónomos que las investigaron.)

METODO INDIRECTO PARA MEDIR DISTANCIAS ESTELARES

La vasta mayoría de las estrellas están más allá del alcance del método paraláctico; sus distancias

(b) PARSEC: es la distancia a la cual se vería la ½ órbita terrestre bajo un ángulo de 1''

han sido determinadas por un método indirecto, aunque simple, de comparar la magnitud aparente de una estrella con su magnitud absoluta. Este método particular de computar distancias estelares es aplicable a todas las estrellas para las cuales se conoce o puede hallarse la magnitud absoluta. Así, es aplicable para hallar distancias a un cierto tipo de estrellas conocidas como cefeidas; la magnitud absoluta de estas estrellas puede fácilmente hallarse por la curva Periodo-Magnitud Absoluta.

CEFEIDAS

Una cefeida es un tipo de estrella cuyo brillo varía periódicamente. Al principio de un periodo, su brillo aumenta muy rápidamente durante varias horas. De esto sigue un debilitamiento gradual que puede continuar por varios días. Luego se repite este ciclo. (Véase la Figura 140.) Las cefeidas son muy puntuales y regulares en su variación. Generalmente no es muy grande el cambio de brillo de mínimo a máximo; un cambio de una magnitud, digamos de 5.3 a 4.3, es un valor muy representativo.

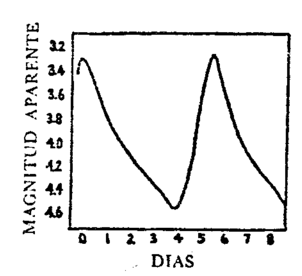


FIG. 140. Cefeidas. Se muestra la variación de la magnitud aparente de Delta Cephei. El brillo máximo de esta cefeida particular es de 3.3; cuando está en su máxima debilidad tiene una magnitud aparente de 4.5. El ciclo completo se repite cada 5 días y 8 horas.

La primera cefeida que se descubrió fue la delta de Cepheus y de ahí su nombre. Desde el descubrimiento de la primera cefeida en 1784, se han descubierto cientos de estrellas semejantes.

Las cefeidas se discuten como Estrellas Variables. El aspecto de interés inmediato es el hecho de que

a. fácilmente puede hallarse la magnitud absoluta de estas estrellas (de la curva Periodo-Magnitud Absoluta), y

b. conociendo la magnitud absoluta, y la magnitud aparente media (la última se obtiene por observación directa), puede determinarse la distancia a la estrella.

Puede usarse el método siguiente para hallar la distancia a una cefeida:

1. Determinar el periodo de una cefeida.
2. Usar la curva Periodo-Magnitud Absoluta para hallar la magnitud absoluta de la estrella.
3. Observar la magnitud aparente media de la estrella.
4. Poner la magnitud media y la magnitud absoluta en la fórmula para hallar la distancia.

MAGNITUD ABSOLUTA

La magnitud aparente de una estrella depende tanto de su brillo intrínseco como de su distancia.

Para poder comparar brillos intrínsecos de diferentes estrellas es necesario eliminar la dependencia de la distancia.

Eso es justamente lo que hace el concepto de Magnitud Absoluta. En este concepto se supone que todas las estrellas fueron quitadas de sus posiciones reales y puestas en un nuevo lugar exactamente a 10 parsecs del observador terrestre.

Naturalmente, las estrellas que fueron traídas más cerca del observador terrestre se verán más brillantes, mientras que las estrellas que fueron "empujadas" hasta la línea de los 10 parsecs se verán ahora más débiles. *Se llama Magnitud Absoluta a la nueva magnitud que se asignará a las estrellas cuando estén a 10 parsecs de distancia.* La mayoría de las estrellas están a distancias mayores que 10 parsecs; el Sol, sin embargo, con una magnitud aparente de —26.7, cuando se mueve hasta la distancia de 10 parsecs, tendrá una magnitud absoluta de +4.8. Se vería entonces como una de las estrellas más débiles, y sería invisible para los observadores con vista inferior a la normal.

PERIODO DE LAS CEFEIDAS Y MAGNITUD ABSOLUTA

Se ha descubierto una relación notable entre el periodo de una cefeida y su magnitud absoluta.

El descubrimiento data de la investigación que en 1908 hizo Miss Henrietta Leavitt en el Harvard

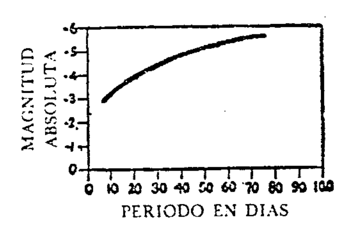


FIG. 141. Curva Periodo-Magnitud Absoluta. La curva muestra la relación entre la magnitud absoluta de una cefeida y su periodo. Directamente de la curva se lee la magnitud absoluta, una vez conocido el período de la estrella. El período de una cefeida se obtiene por observación directa de la estrella.

College Observatory sobre las estrellas cefeidas de la Pequeña Nube Magallánica. Las Nubes Magallánicas Pequeña y Grande son en realidad Galaxias —vecinas cercanas de Nuestra Galaxia.

Las nubes que deben su nombre al navegante portugués se ven a simple vista como dos débiles manchas de luz. No se pueden ver desde los Estados Unidos porque están dentro de los 20° del Polo Sur Celeste.

El resultado importante del descubrimiento hecho por Miss Leavitt es que *todas las cefeidas que tienen el mismo periodo tienen la misma magnitud absoluta.* Las estrellas que tienen largos periodos tienen valores altos para la magnitud absoluta; las estrellas de periodo corto, valores bajos.

Esta relación puede expresarse mejor en la forma de una gráfica, en la cual se marca la magnitud absoluta en el eje vertical, y el periodo en el horizontal. (Véase la Figura 141.)

Las magnitudes, en el caso de las estrellas de brillo variable, se toman como promedio de los valores máximo y mínimo.

DETERMINACION DE LA DISTANCIA CON LA MAGNITUD ABSOLUTA

Dada (a) la magnitud absoluta de una estrella, que se designa por M, y (b) la magnitud aparente de la estrella, que se designa por m, es fácil computar la distancia.

La fórmula que se aplica en este caso es $M = m + 5 - 5 \log Dps$, donde Dps da la distancia en parsecs.

También puede secribirse esta fórmula como:

$$\text{Log Dps} = \frac{1}{5}(m - M) + 1$$

Ejemplo: La magnitud absoluta M de una estrella es 0.60.

La magnitud aparente de la misma estrella es .14.

$$\text{Log Dps} = \frac{1}{5}(.14 - .60) + 1 = .91$$

Usando una tabla de logaritmos en base 10, halla uno que Dps = 8.1 parsecs.

Este método indirecto de determinar distancias es un ejemplo espléndido del progreso científico. Vinieron primero varios descubrimientos aparentemente no relacionados; después, se estableció una conexión entre éstos, y resultó un nuevo y poderoso método. En este ejemplo, se descubrieron primero las cefeidas; luego, la relación entre el periodo y la magnitud absoluta —conduciendo a un procedimiento novedoso para determinar distancias a cuerpos remotos.

PARTE 3: TAMAÑO DE LAS ESTRELLAS

INTRODUCCION

Las estrellas son de diversos tamaños; la más pequeña conocida, con un diámetro de sólo 4,000 millas (6,640 Km), se identifica técnicamente por su número de catálogo, AC + 70° 8257. (Catálogo Astrográfico, estrella No. 8247, 70° declinación norte.)

La estrella más grande conocida, Epsilon Aurigae B, tiene un diámetro de casi 3,000 veces el del Sol. (El diámetro del Sol es de 864,000 millas = 1,390,000 Km).

El diámetro de una estrella no puede medirse directamente con la ayuda de un telescopio. Aun con un telescopio grande, las estrellas se ven simplemente como puntos de luz, sin diámetro medible.

TAMAÑO DE LAS ESTRELLAS DETERMINADO POR EL INTERFEROMETRO

Recientemente se ha puesto en uso un método ingenioso —basado en la interferencia de la luz— para medir el diámetro de las estrellas. En realidad este método mide sólo angularmente el diámetro; pero no es ésta una desventaja, puesto que fácilmente puede computarse el diámetro verdadero cuando ya se han determinado el diámetro angular y la distancia de la estrella.

El diámetro angular es el ángulo subtendido por el diámetro en el ojo del observador.

El método, originalmente sugerido por Michelson, se usó desde 1920 en el Monte Wilson. El interferómetro ajustado al extremo superior del telescopio de 100 pulgadas consiste básicamente de una viga de acero estructural que lleva cuatro espejos: los dos exteriores, A y D, pueden moverse a lo largo de la viga hasta una separación máxima de 20 pies (6.10 m); los dos interiores, B y C, son fijos.

La función del espejo móvil es captar dos rayos, I y II, de la misma estrella, separados por una distancia tan grande como sea posible (longitud de la viga de acero).

La función de los espejos fijos es hacer divergir ambos rayos hacia el telescopio. (Véase la Figura 142.)

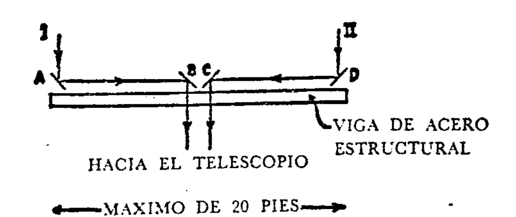


FIG. 142. Un Interferómetro de Michelson. Los espejos I y II se mueven simultáneamente hacia dentro o hacia fuera hasta que desaparecen las franjas obscuras y luminosas que se ven por el ocular del telescopio. El diámetro angular de la estrella se computa con facilidad una vez que se ha determinado esta distancia particular entre los espejos.

Ha sido bastante bien establecido que dos de esos rayos que vienen, por así decirlo, de dos regiones diferentes de la misma estrella habrán de producir interferencia. La imagen de la estrella en el telescopio no será ya un punto de luz, ni un disco espurio de difracción, sino un conjunto de franjas muy finas, luminosas y obscuras, que tienen un aspecto semejante a los dientes de un peine.

Se ha determinado teóricamente y comprobado experimentalmente que para una cierta separación entre los espejos móviles las franjas desaparecen. En esa distancia, si la estrella es grande, las franjas luminosas producidas por una mitad de la estrella se traslapan con las franjas obscuras producidas por la otra mitad. Con esta separación de los espejos, la imagen se ve igualmente brillante todo el tiempo. (Véase la Figura 143.)

Si se designa por S la distancia entre los espejos móviles, el diámetro angular de la estrella (Figura 144.) puede computarse por la fómula

$$\text{Diámetro Angular} = 12S$$

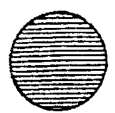


FIG. 143. La imagen de una estrella tal como se ve a través de la combinación de Telescopio e Interferómetro. La estrella aparece como un pequeño disco cubierto por franjas alternadas luminosas y obscuras. Para una y solamente una posición de los espejos móviles desaparecen las franjas, y todo el disco tiene el mismo brillo.



FIG. 144. El Diámetro Angular es el ángulo subtendido por el diámetro de un círculo en el ojo del observador.

La distancia S debe escribirse en centímetros; la solución para el diámetro angular está en segundos de arco.

Este método es aplicable solamente a las estrellas más grandes, más cercanas y más brillantes. Por el método del interferómetro se han medido los diámetros angulares de menos de 20 estrellas. Los diámetros angulares pequeños requerirían separaciones entre los espejos de cientos de pies. Sin embargo, aun las pocas que han sido medidas son importantes porque comprueban los diámetros de las estrellas computados por métodos menos directos.

Entre las estrellas que fueron medidas con el interferómetro están Betelgeuse, Arcturus y Aldebaran; sus diámetros angulares son de .047", .020" y 0.20", respectivamente.

Como se conoce la distancia a estas estrellas, puede computarse su diámetro lineal multiplicando el diámetro angular por la distancia. El diámetro de Betelgeuse es igual a 420 veces el diámetro del Sol. Los diámetros lineales para Arcturus y Aldebaran son de 23 y 36 veces el diámetro del Sol.

TAMAÑO DE LAS ESTRELLAS DETERMINADO POR SU LUMINOSIDAD

Otro método para determinar los diámetros de las estrellas se basa en la relación entre Luminosidad, L, Temperatura, T, y Diámetro de la estrella, D.

La luminosidad es una medida del brillo verdadero de una estrella. Generalmente se dice en múltiplos o submúltiplos del brillo del Sol. La estrella más luminosa es una de la Gran Nube Magallánica, conocida como S Doradus. Su luminosidad de 600,000 significa que es 600,000 veces más brillante que nuestro Sol; esto es, si el Sol y S Doradus se colocaran a distancias iguales de nosotros, digamos un parsec, el último se vería 600,000 veces más brillante. También significa que envía 600,000 veces más luz por segundo hacia la Tierra que el Sol.

La estrella conocida de mayor opacidad intrínseca es la compañera de BD + 4° 4048. (Estrella No. 4048 del Catálogo Bonn de estrellas. Su declinación es de 4° N.) Su luminosidad es de sólo aproximadamente 1/500,000 de la del Sol.

La luminosidad de una estrella depende de dos factores: (1) El tamaño de la estrella; y (2) La cantidad de radiación visible que emite por cada milla cuadrada de superficie, lo cual a su vez depende de la temperatura superficial.

La fórmula que relaciona los tres es:

D está en unidades del diámetro solar.

$\left[\frac{t}{T}\right]\sqrt{L} = \frac{D}{d}$ T = Temp de la estrella en °K d = ϕ sol L = luminosidad de la estrella

$\left(\frac{t}{T}\right)\sqrt{L} = \frac{D}{d}$ t = Temp efectiva de la superficie del Sol D = ϕ estrella

T es la temperatura de la superficie de la estrella en grados Kelvin; y L está, como de costumbre, en términos del brillo del Sol.

5,750 es la temperatura efectiva de la superficie del Sol (fotosfera).

PROBLEMA 20:

Sirio tiene una luminosidad de 27, y una temperatura de 9,800°K. Hallar su diámetro.

Poniendo los datos en la fórmula, obtenemos

$$\left(\frac{5750}{9800}\right)^2 \sqrt{27} = 1.8 \text{ veces el diámetro del Sol.}$$

Debe notarse que el brillo de las estrellas puede decirse de varias maneras. Son de uso general tres medidas distintas: (a) Magnitud Aparente, (b) Magnitud Absoluta y (c) Luminosidad.

En la lista siguiente se dan los valores de estas tres magnitudes para las cinco estrellas que vemos más brillantes.

Estrella	*Magnitud Aparente*	*Magnitud Absoluta*	*Luminosidad (Sol = 1)*
Sirio	—1.58	+1.3	30
Canopus	—0.86	—3.2	1900
Alpha Centauri	+0.06	+4.7	1.3
Vega	+0.14	+0.5	60
Capella	+0.21	—0.4	150

Esta lista muestra que si se colocaran estas estrellas a una distancia de 10 parsecs (para obtener magnitudes absolutas), Canopus sería con mucho la estrella más brillante.

La lista muestra también que Vega tiene una luminosidad doble y Capella una luminosidad cinco veces mayor que Sirio.

PARTE 4: MASAS ESTELARES Y DENSIDADES

INTRODUCCION

Las estrellas muestran sólo variaciones pequeñas de masa. La gran mayoría tiene masas entre un quinto y cinco veces la del Sol.

También el rango está limitado. La estrella más pesada conocida HD 698 (estrella número 698 de un catálogo de espectros estelares, preparado en la Universidad de Harvard y que debe su nombre al gran científico americano Henry Draper) tiene una masa 113 veces mayor que la del Sol. Una de las estrellas conocidas más ligeras es Krueger 60B, con una masa de solamente 1/7 de la del Sol.

No existe en la actualidad ningún método directo para hallar la masa de una estrella. Hay, sin embargo, varios métodos indirectos; uno de éstos puede usarse solamente en el caso de las parejas de estrellas conocidas como binarias visuales.

MASA DE LAS BINARIAS VISUALES

Una binaria es un par de estrellas que, como la Tierra y la Luna, giran alrededor de un centro de gravedad común. *Si son visibles separadamente las dos estrellas del par, se les llama "binaria visual"*. Se conocen ahora unas 20,000 binarias visuales.

El principio involucrado en el método para hallar la masa de una binaria se basa en la Ley Armónica de Kepler, la cual puede expresarse en términos de una fórmula simple que relaciona la suma de las dos masas, la distancia entre ellas, y el periodo de revolución.

La fórmula es: $M + m = \frac{a^3}{p^2}$

donde M + m es la suma de las dos masas expresada en unidades de la masa solar; p, el tiempo requerido por la línea que une las dos estrellas para completar una revolución (que habrá de decirse en años); y a, la distancia media entre las dos estrellas (en Unidades Astronómicas). Tanto la distancia, "a", como el periodo, "p", se determinan por observación directa; la masa del sistema binario, M + m, se calcula con la ayuda de la fórmula.

Para calcular las masas de las estrellas individuales del par deben hacerse observaciones adicionales. Tratan éstas del movimiento absoluto de cada estrella del sistema binario alrededor del centro de gravedad común. La componente más pesada describirá una elipse pequeña alrededor del centro, mientras que la más liviana describirá una mayor. Por las magnitudes de estas elipses se determina la razón de las dos masas, la cual, con la suma de las masas, es todo lo que se necesita para determinar la masa de cada estrella.

Si la suma es, digamos, de ocho masas solares, y la razón es de 3 a 1, entonces sus masas individuales son de 6 y 2 veces la del Sol.

PROBLEMA 21:

La suma de las masas, M + m, para Alpha Centauri y Proxima Centauri es 1.96.

La razón de las masas es de 1.23. Hallar la masa de Alpha Centauri y la masa de Proxima Centauri.

Solución: La masa de Alpha Centauri es 1.08 veces la masa del Sol. La masa de Proxima Centauri es 0.88 veces la masa del Sol.

También pueden determinarse las masas para otro tipo de sistema binario conocido como "binarias espectroscópicas".

Una binaria espectroscópica es un par de estrellas que se ven como una sola unidad aun con un telescopio grande. Solamente en el estudio espectroscópico se muestra el verdadero carácter de la unidad. El espectro (véase el principio de Doppler) indica que la unidad consiste de dos estrellas que están alternativamente acercándose y alejándose, siendo su movimiento semejante a las dos masas de una mancuerna giratoria. Se conoce más de un millar de binarias espectroscópicas.

Capella, la quinta estrella en brillo aparente, es una binaria espectroscópica. La masa de la componente más brillante es de 4.18 y la de su compañera es de 3.32 veces la masa del Sol.

MASA DE LAS ESTRELLAS DE GRAN GRAVEDAD SUPERFICIAL

Este método para determinar la masa es aplicable en los casos en que las estrellas tienen una gravedad superficial muy grande. Los grandes valores de fuerza gravitacional se presentan en dos casos de estrellas; unas son las Enanas Blancas, y las otras, las estrellas de Trumpler. La gran gravedad superficial del tipo de las Enanas Blancas se debe a los valores fantásticamente altos de la densidad de la materia que compone estas estrellas.

Las Enanas Blancas tienen un valor bastante normal para la masa, pero un valor completamente subnormal (de ahí el nombre de "enanas") para el volumen. Las estrellas de Trumpler (cuyo nombre es en honor del descubridor, Robert Julius Trumpler) son de tamaño normal pero tienen un valor muy alto para la masa.

Las masas de estas estrellas pueden computarse con la ayuda de la Teoría General de la Relatividad de Einstein.

De acuerdo con esta teoría, la luz sufre un ligero cambio en su longitud de onda al partir de una estrella que tiene un alto valor de atracción gravitacional en su superficie. Toda longitud de onda luminosa resulta ligeramente aumentada al salir. Este corrimiento de todas las longitudes de onda de las líneas espectrales hacia el rojo se llama "corrimiento relativístico", y generalmente es muy pequeño, aunque medible. Los valores medidos se usan para computar las masas de las estrellas que producen estos corrimientos de las longitudes de onda.

DENSIDADES

La densidad, como de costumbre, se determina dividiendo la masa entre el volumen. El cociente indica qué tan compactada está la materia de que la estrella consiste.

Las estrellas varían mucho en densidad, debido principalmente al amplio rango de volúmenes.

Estremece a la imaginación humana aun sólo tratar de visualizar los valores extremos de las densidades estelares. Una de las estrellas de mayor densidad es la "Pup", la compañera de Sirio. En masa es igual al Sol; sin embargo, de tamaño es 30,000 veces menor. Puesto que la densidad media del Sol es 1.5 veces la del agua, la densidad media de Pup es 50,000 veces la del agua. Una cucharadita de esta substancia pesaría ¡una tonelada! Y Pup no es la estrella conocida más densa.

Esta distinción la tiene ahora la estrella más pequeña, AC + 70° 8247 (estrella número 8247 del catálogo Astrográfico, 70°N de declinación). La estimación actual de su densidad es de 36,000,000 de veces la del agua. Una cucharadita de esta substancia pesaría ¡720 toneladas!

En el otro extremo, hay estrellas que tienen densidades menores que 1/1000 de la del aire. La densidad de éstas es menor que la densidad del vacío ordinario que se puede obtener en el laboratorio. Se llaman a veces, en efecto, "vacío rojo caliente". La estrella más grande que se conoce, Epsilon Aurigae B, tiene también la distinción de la densidad mínima. El valor que se le da es 1/100,000,000 de la del agua.

PARTE 5: MOVIMIENTOS ESTELARES

INTRODUCCION

Ahora es un conocimiento bastante común que las estrellas "fijas" se mueven, y lo hacen a grandes velocidades; y que en el curso de, digamos, un siglo, estos movimientos cambiarán ligeramente la forma de la Constelación. El hecho de que estas grandes velocidades no hayan desarreglado mucho las constelaciones se debe, por supuesto, a la gran distancia de las estrellas; y también a la brevedad del periodo de tiempo (en términos astronómicos) en que han estado bajo observación sistemática las estrellas.

La medida de las velocidades estelares requiere gran precisión, y se complica más por el movimiento del observador. No solamente la estrella se mueve, sino el observador también participa del movimiento: (a) la revolución diaria de la Tierra

alrededor de su eje; (b) ligeros cambios de dirección del eje de la Tierra; (c) rotación anual de la Tierra alrededor del Sol; (d) el movimiento del Sol y del Sistema Solar entero en el espacio. Estos movimientos causan desplazamientos de las estrellas, llamados "movimientos comunes", los cuales no tienen, por supuesto, nada que ver con los movimientos reales de las estrellas.

Los movimientos comunes deben restarse de los desplazamientos totales de las estrellas para obtener los movimientos verdaderos.

La velocidad real de una estrella, llamada velocidad espacial, se calcula por sus dos componentes: una es una visual y se llama velocidad radial de la estrella; la otra es perpendicular a la visual y se llama movimiento cruzado o velocidad tangencial.

VELOCIDAD RADIAL

El valor de esta velocidad se determina por el espectro de la estrella. En los cálculos se emplea un principio básico de física, conocido como *Principio de Doppler, de acuerdo con el cual el espectro de una fuente de luz que se acerca tiene acortadas todas sus longitudes de onda.* El cambio en cada longitud de onda, que se designa por $\Delta\lambda$, está dado por la fórmula

$$\Delta\lambda = \lambda \cdot \frac{V}{c}$$

En esta fórmula:

λ Es la original longitud de onda de la luz,
V Es la velocidad relativa de acercamiento, y
c Es la velocidad de la luz.

En la fórmula, c y λ son conocidas. Fácilmente puede medirse el cambio de las longitudes de onda y calcularse la velocidad relativa de acercamiento. La misma fórmula se aplica al alejamiento de una estrella, en cuyo caso el cambio es hacia la longitud de onda más larga. Las líneas en lugar de aparecer en su posición normal en el espectro se ven en posiciones nuevas; las nuevas posiciones de todas las líneas están más cerca del extremo rojo del espectro.

En la práctica se usan métodos fotográficos en esta clase de trabajo. Se fotografían simultáneamente dos espectros en una placa, uno encima del otro. El espectro de la estrella bajo estudio se coloca junto a un espectro de comparación, generalmente uno del hierro. Si la estrella no tiene velocidad radial, las líneas del hierro en el espectro estelar coincidirán con las líneas del espectro de comparación. Estas líneas se colocarán en ambos espectros en patrones idénticos.

En el caso de una estrella que tiene velocidad radial, las líneas serán desplazadas. El valor de este desplazamiento $\Delta\lambda$ para cualquier línea de longitud de onda λ se obtiene directamente de la placa. Estos valores indican la velocidad radial de la estrella cuando se substituyen en la Fórmula de Doppler.

PROBLEMA 22:

Una de las líneas debida al hierro en el espectro de comparación tiene una longitud de onda de 5,270 Angstrom. En el espectro estelar la misma línea está desplazada hacia el extremo sur del espectro en .527 Angstrom. La velocidad de la luz es de 3×10^5 kilómetros por segundo. Hallar la velocidad radial de la estrella.

Solución: $\Delta\lambda = \lambda \cdot \frac{V}{c}$ o $V = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} \cdot c$

$$V = \frac{.527}{5270} \cdot 3 \times 10^5 = 30 \text{ km/seg.}$$

Respuesta: La velocidad radial es de 30 km/seg, o sea de 18 millas por segundo. La estrella se acerca a nosotros a esa velocidad, puesto que el desplazamiento es hacia el extremo azul del espectro.

La velocidad radial más grande que se conoce es de 547 km/seg, o sea de 340 millas por segundo, que posee la estrella CD-29° 2277 (Catálogo Estelar de Córdoba 2277, declinación 29°S).

VELOCIDAD TANGENCIAL

La velocidad tangencial de una estrella también se llama Movimiento Cruzado, y se refiere a la velocidad de una estrella en un plano perpendicular a la visual. Generalmente se dice en millas por segundo o en kilómetros por segundo.

No puede hallarse directamente la velocidad tangencial; se obtiene multiplicando la velocidad angular de la estrella por su distancia. Es común llamar *"Movimiento Propio" a la velocidad angular,* y decir su valor en segundos de arco por año.

MOVIMIENTO PROPIO

El movimiento propio más grande lo tiene la Estrella de Barnard (que lleva el nombre de su descubridor, Edward Emerson Barnard, 1857-1923). La estrella se mueve transversalmente casi 10.5 segundos de arco cada año, y se moverá ½ grado (ángulo subtendido por la Luna) en aproximadamente 180 años. La mayoría de las estrellas están demasiado remotas para manifestar movimientos propios.

De los 25 millones de estrellas que han sido investigadas hasta ahora, menos de un tercio del uno por ciento han mostrado evidencia de movimiento propio.

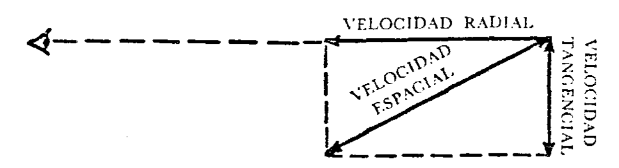


FIG. 145. Velocidad Espacial.

a. La velocidad de una estrella en la dirección de la visual, esto es, la velocidad radial, se determina con la ayuda de la fórmula de Doppler.

b. La velocidad perpendicular a la visual se obtiene multiplicando la velocidad angular de la estrella por su distancia.

c. La velocidad real de la estrella a través del espacio está dada a escala por la diagonal del rectángulo que tiene por lados las velocidades radial y tangencial.

La tarea de estudiar tan gran número de estrellas se simplifica mucho usando métodos fotográficos junto con una clase especial de microscopio conocido como "microscopio blink" (blink = pestañear). Con intervalos de 30 años se toman fotografías de grandes regiones del cielo. Luego se ven dos fotos a través de un microscopio blink. Hay un aditamento en el microscopio para iluminar primero una foto y luego la otra, en rápida sucesión. Las estrellas que se han movido tanto como 6" en esos 30 años parecen pestañear, mientras que las otras permanecen fijas.

Como se indicó antes, el producto del movimiento propio por la distancia estelar da el valor tangencial de la velocidad estelar.

VELOCIDADES ESPACIALES DE LAS ESTRELLAS

Conociendo las componentes radial y tangencial es fácil hallar la velocidad espacial verdadera de la estrella. La velocidad es la diagonal de un rectángulo cuyos lados son las velocidades radial y tangencial. (Véase la Figura 145.)

La más alta velocidad espacial conocida de una estrella es de 660 Km/seg, o sea de 410 millas por segundo.

PARTE 6: ESPECTROS ESTELARES

INTRODUCCION

En una noche clara son visibles a simple vista unas 5,000 estrellas; por un telescopio pequeño, millones; y por el telescopio del Monte Palomar se ven billones de estrellas. Se estima que el número de estrella de nuestra Galaxia sola es del orden de los cien mil millones, y hay probablemente más de dos mil millones de Galaxias en el Universo.

De lo anterior surge naturalmente una pregunta:

¿Algún principio organizador gobierna esa multitud de estrellas? ¿Pueden las estrellas, como las flores o los pájaros, agruparse en clases, cada clase con sus propias características típicas?

Un buen principio hacia la respuesta de esta cuestión fue hecha en marzo de 1913 por el Prof. H. N. Russell, del observatorio de Princeton.

Las primeras semanas de marzo de ese año fueron muy desfavorables para las observaciones astronómicas; el cielo estaba nublado la mayor parte del tiempo, y parecía imposible toda clase de trabajo de observatorio. Pero el Prof. Russell empleó excelentemente este tiempo. El resultado de su labor es un diagrama famoso, llamado Diagrama de Russell, el cual indica: (a) que las estrellas, como las flores o los pájaros, pueden agruparse en varias clases distintas (por ejemplo, estrellas de secuencia principal, enanas blancas, gigantes rojas, etc.); y (b) que las estrellas, como las flores o los pájaros, están en diversas etapas de desarrollo —algunas están en su temprana juventud, mientras que otras se aproximan a la extinción. El eje vertical del diagrama de Russell está graduado en luminosidades; el eje horizontal, en clases espectrales. La luminosidad es una medida del brillo verdadero de una estrella, y generalmente se expresa en múltiplos del brillo del Sol. Lo que significa clases espectrales se indica en seguida.

CLASES ESPECTRALES

Cuando se analizan los espectros de muchas estrellas, se encuentra que se pueden agrupar naturalmente en varias clases. La clasificación presente se basa en un extenso estudio llevado a cabo en el Harvard College Observatory, que incluye un estudio comparativo de los espectros de más de 300,000 estrellas. Se reconocen diez clases distintas que se designan por las letras: O, B, A, F, G, K, M, R, N, S.

Estas letras se escogieron arbitrariamente, y la mejor manera de recordar las primeras nueve es por la canción: Oh, Be A Fine Girl, Kiss Me Right Now. (Oh, sé una niña buena, bésame inmediatamente). La última letra tiene varias versiones: Smack (beso chasqueado)... Sweetheart (novia)... etc.

Se reconocen subdivisiones de cada una de estas clases y se usan para ellas designaciones tales como B2, K5, G8, etc. K5 designa un espectro con características intermedias entre K y M.

Las estrellas Sirio y Vega son de la clase A, mientras que la estrella Altair se designa como A5. Los espectros de la clase A son emitidos por estrellas blancas que tienen temperaturas superficiales próximas a 12,000 K. Las características de las estrellas de la clase A son: (a) líneas obscuras muy fuertes debidas al hidrógeno; (b) no hay líneas de helio; (c) muy pocas y débiles líneas debidas a los metales. (Véase la Figura 146.)

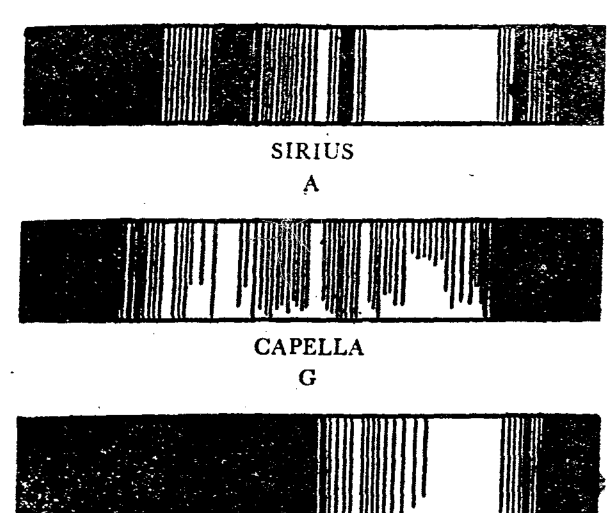


Fig. 146. Sirio es una estrella de la clase A. Los espectros que emiten estas estrellas tienen:

a. líneas anchas debidas al hidrógeno,
b. no hay líneas debidas al helio, y
c. muy pocas y finas líneas debidas a los metales.

Capella y nuestro propio Sol son estrellas de la clase G. Los espectros que emiten estas estrellas contienen muchas líneas debidas al hierro y otros metales. Dos líneas debidas al calcio ionizado son bastante sobresalientes, mientras que las líneas debidas al hidrógeno son menos notables que las de las estrellas de la clase A.

Betelgeuse es una estrella de la clase M. Las líneas de baja temperatura son fuertes —es decir, las líneas espectrales que pueden ser producidas por fuentes luminosas de baja temperatura son sobresalientes en este espectro.

Las líneas de alta temperatura, como las que requieren una chispa eléctrica caliente para producirse en el laboratorio de física, o son muy débiles o faltan completamente.

Bandas enteras de líneas debidas al óxido de titanio están presentes en los espectros de las estrellas de la clase M.

También otras clases tienen características bien definidas. Las características de los grupos pueden resumirse como sigue:

a. Hay líneas de helio en las clases O y B, que alcanzan su máximo en B2 y desaparecen antes de llegar a la clase A.

b. El hidrógeno es el único elemento presente en todas las diez series. Las líneas son más fuertes en los espectros de la clase A.

c. Las líneas metálicas de alta temperatura hacen su primera aparición en la clase A, y suben hasta su fuerza máxima en la clase G. (El Sol es una estrella de la clase G.)

d. Las líneas metálicas de baja temperatura se hacen visibles en la clase G y suben hasta sobresalir mucho en la clase M.

e. Las bandas de óxido de titanio son prominentes en las estrellas de la clase M. (Betelgeuse y Antares son estrellas de la clase M.)

f. Amplias bandas de absorción del carbono y de sus compuestos se presentan en los espectros de la clase N.

g. Las estrellas de la clase S se identifican por la presencia de bandas debidas al óxido de zirconio.

CLASES ESPECTRALES Y TEMPERATURAS SUPERFICIALES DE LAS ESTRELLAS

Un uso incidental pero importante de esta clasificación es determinar la temperatura de las estrellas. La variación de clase a clase se debe, en muy alto grado, a la temperatura de la superficie de la estrella. Así, los espectros de la clase G vienen de estrellas que tienen temperaturas superficiales de 6,000°K; los de la clase B, de 2,300°; los de la clase M, de 3,200°, etc. En efecto, de una mirada al espectro de cualquier estrella puede determinarse su temperatura superficial —los valores deducidos así son estimaciones bastante precisas. La relación entre las clases espectrales, la temperatura y el color, se da en la tabla para las clases de O a M.

Clase espectral	*O*	*B*	*A*
Temperatura (en grados absolutos)	25,000	23,000	10,000
Color	muy azul	blanca azulosa	blanca

F	*G*	*K*	*M*
7,000	6,000	5,000	3,200
blanca amarillenta	amarilla	anaranjada	roja

EL DIAGRAMA DE RUSSELL

Cada estrella se indica por un punto. La posición del punto se determina por la luminosidad de la estrella y la clase espectral. Un cuidadoso marcado de estos puntos pone de manifiesto dos importantes modalidades de este diagrama (Figura 147):

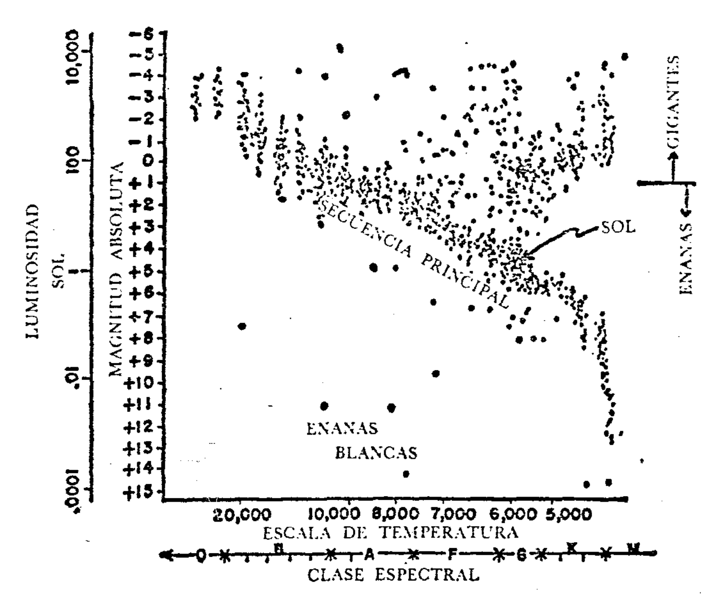


Fig. 147. El Diagrama de Russell. En un diagrama completo hay varios cientos de puntos. Cada punto representa la luminosidad y el espectro estelar de una estrella. Pueden usarse los valores de la magnitud absoluta en lugar de los valores de la luminosidad para la escala vertical. Similarmente, puede usarse la temperatura superficial de una estrella en lugar de la clase espectral para la escala horizontal. El punto que representa a nuestro Sol se indica en el lugar apropiado; el Sol tiene una magnitud absoluta de 4.8 y está en la clase espectral G. Las estrellas más brillantes que +1 en magnitud absoluta se clasifican como gigantes; todas las otras estrellas se clasifican como enanas. Muchos astrónomos definen una estrella enana como una cualquiera de la Secuencia Principal, o debajo de ella.

a. La gran mayoría de las estrellas se acomodan en una banda angosta que corre desde la esquina superior izquierda hasta la esquina inferior derecha del diagrama. Se llama Secuencia Principal, y las estrellas que le pertenecen, incluyendo a nuestro Sol, se llaman Estrellas Normales, o Estrellas de la Secuencia Principal.

b. La marcada regularidad de la Secuencia Principal tiene dos excepciones importantes. Los puntos para dos bien definidos tipos de estrellas caen lejos de la Secuencia Principal. Un conjunto de puntos está disperso en el lado superior derecho del diagrama. Son éstas las estrellas que tienen gran luminosidad, pero baja temperatura, y se llaman "Gigantes Rojas". (La estrella Capella pertenece a esta clase.) El otro conjunto de estrellas que queda fuera de la Secuencia Principal se concentra en una región pequeña del lado inferior izquierdo del diagrama. Estas son estrellas de baja luminosidad, pero de alta temperatura superficial. Apropiadamente se llaman "Enanas Blancas". Pup (la compañera de Sirio) es un ejemplo clásico de Enana Blanca.

LAS ESTRELLAS NORMALES

El hecho de que estas estrellas estén arregladas a lo largo de una banda angosta y no distribuidas de manera desordenada sobre todo el diagrama sugiere que hay una íntima relación entre ellas.

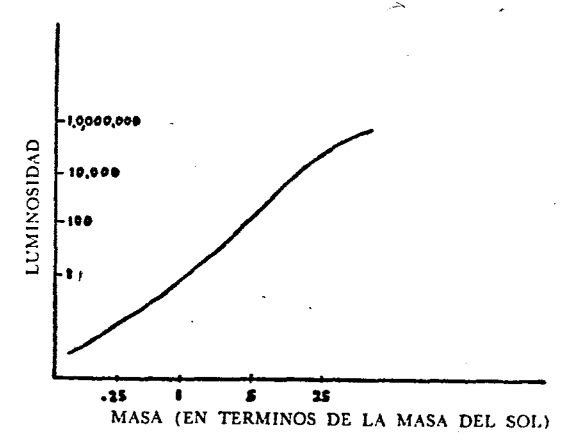


Fig. 148. La Ley de Masa-Luminosidad. La gran luminosidad de una estrella va acompañada de gran masa. Los números de la escala horizontal están en términos de la masa del Sol (e. g., 5 veces la masa de nuestro Sol). Los números de la escala vertical están en términos de la luminosidad (e. g., 100 veces más luminoso que nuestro Sol). La luminosidad indica la cantidad total de luz emitida por la estrella en la dirección de un observador terrestre.

Es de suponerse que las estrellas de esta secuencia sean semejantes en la mayoría de sus características. Probablemente su distribución a lo largo de la secuencia se deba principalmente a las diferencias de masas, siendo las estrellas de mayor masa las más luminosas.

La masa de una estrella está íntimamente relacionada con su luminosidad. Puede deducirse la

relación entre las dos por consideraciones puramente teóricas. La Figura 148 indica gráficamente esta relación. Se conoce como Ley de Masa-Luminosidad. Así, *mientras más masa tenga la estrella, más luminosa será.* Para ser exactos, la masa de la estrella determina solamente la luz que emana por unidad de área de la estrella. La cantidad total de luz que sale de la estrella depende de su masa y de su tamaño.

Se llaman Gigantes las estrellas de gran luminosidad que ocupan la porción superior del diagrama. Las estrellas de poca luminosidad se llaman Enanas. La frontera entre las Gigantes y las Enanas se debe a la magnitud absoluta del brillo. Las estrellas que son más brillantes que la magnitud absoluta +1 se llaman Gigantes; las que son más débiles que la magnitud absoluta +1 (esto es, magnitudes de +2, +3, etc.) se llaman Enanas. La Secuencia Principal recorre la gama entera desde las gigantes azules hasta las enanas rojas.

LAS ESTRELLAS ANORMALES

Las estrellas que están fuera de la Secuencia Principal se llaman "Anormales" o "Peculiares". Estas estrellas, así como otras "peculiares", tales como las novas y las supernovas, son el objeto del capítulo siguiente.

PARTE 7: RADIO ASTRONOMIA

Las estrellas y otros cuerpos celestes emiten radiaciones electromagnéticas de diversas frecuencias. Sólo una parte de esta radiación llega al observador terrestre porque la atmósfera de la Tierra es opaca para todos excepto dos limitados rangos de radiación, la "Ventana Optica" y la "Ventana de Radio". La ventana óptica permite la transmisión de ondas electromagnéticas que tienen longitudes de onda mayores que 3,000 Angstroms y menores que 10,000; este rango incluye el ultravioleta, lo visible y la radiación infrarroja. A través de la ventana de radio llegan a la Tierra las ondas desde 0.25 cm hasta 30 m de longitud. El rango está limitado por el lado corto por la absorción atmosférica y por el lado largo por la reflexión desde la ionosfera.

Hasta hace unos treinta años, todo el conocimiento del Universo se basaba en un estudio de las radiaciones visibles, del infrarrojo, del ultravioleta y de diversas líneas espectrales que llegan a la Tierra a través de la ventana óptica.

Los estudios recientes de las ondas de radio y de la línea espectral de 21 cm, que llegan a la Tierra, detectadas por el radio telescopio, han aumentado nuestro conocimiento del Universo. Esta rama de la Astronomía se llama Radio Astronomía.

Se han dedicado las investigaciones en Radio Astronomía principalmente al estudio de la distribución de la intensidad, las fuentes discretas, la línea de hidrógeno de 21 cm, y la emisión solar y planetaria.

a. Distribución de la intensidad. Se han hecho varias exploraciones de las intensidades de las ondas de radio del cielo.

b. Fuente discreta. Hay aproximadamente 200 puntos del cielo desde los cuales se emite intensa radiación. Estos puntos, llamados antiguamente radio estrellas,* se llaman ahora "fuentes discretas". En la mayoría de los casos son otros objetos, y no estrellas, los responsables de estas ondas. Estos puntos son la fuente discreta más intensa.

La fuente discreta de segundo lugar en intensidad se localiza en Cygnus, y se conoce como Cygnus A. Las fotografías muestran que la fuente está asociada con la colisión de dos Galaxias espirales.

Otra fuente discreta intensa está asociada con la Nebulosa del Cangrejo en Taurus. La Nebulosa del Cangrejo resultó de la explosión de una supernova en Taurus.

c. La línea de 21 cm, del hidrógeno. Los átomos neutros del hidrógeno pueden emitir radiación de 21 cm de longitud de onda cuando el spin electrónico cambia de orientación. Con la ayuda de esta línea espectral y un conocimiento del principio de Doppler pueden estudiarse la distribución y el movimiento del hidrógeno presente en el espacio interestelar —en nuestra Galaxia y en otras.

d. Emisión solar y planetaria. El Sol es una intensa fuente de radio, especialmente durante un periodo de manchas solares y flamas. Actualmente se hacen investigaciones sobre la relación entre estas emisiones y la ionosfera. También planetas tales como Júpiter emiten señales de radio.

---

* La primera radio estrella verdadera que fue posible ver y escuchar al mismo tiempo fue descubierta a principios de 1961. Es una estrella de decimasexta magnitud, conocida como 3C-48, en la constelación de Triangulum.

CAPITULO VIII

LA NATURALEZA DE LAS ESTRELLAS Y EL ESPACIO INTERESTELAR

PARTE 1: ESTRELLAS "PECULIARES"

INTRODUCCION

Varios tipos de estrellas se llaman "Estrellas Peculiares", entre ellas las Enanas Blancas, las Gigantes Rojas, las Cefeidas, las Variables RR Lyrae, Variables de Largo Periodo, las Novas y las Supernovas. Su peculiaridad se debe a alguna anormalidad en el brillo; menor que lo normal en el caso de las enanas blancas; cambios continuos en el caso de las cefeidas, por ejemplo.

LAS ENANAS BLANCAS

Estas estrellas son semejantes en color a las estrellas blancas de clase espectral A. Su luminosidad, sin embargo, es extremadamente pequeña. Muchas enanas blancas tienen una luminosidad menor que 1/100,000 de una estrella de la clase A normal. No es esto debido a falta de masa, ya que la tienen comparable a la masa del Sol. Su débil luminosidad se debe a su pequeño tamaño. Naturalmente, las estrellas de masa bastante y pequeño volumen tienen altos valores de densidad. Ya fueron notados estos altos valores en la consideración del corrimiento hacia el rojo de la luz que sale de estas estrellas; se anotó ahí que una cucharadita de materia de una enana blanca pesaría toneladas.

Teóricamente, hay un límite para la masa de una enana blanca: no puede ser mayor que cinco veces la masa del Sol; en efecto, la enana blanca conocida más pesada tiene una masa de 3.5 veces la del Sol.

La teoría sugiere también una relación entre la masa de la enana y su diámetro —a saber, *a mayor masa, menor diámetro.*

Actualmente se conocen menos de doscientas enanas blancas; y está lejos de ser comprendido enteramente su origen. No hay duda de que son mucho más numerosas que las que hemos observado; pero su pequeña luminosidad las hace invisibles a cualquier distancia grande.

LAS GIGANTES ROJAS

En el diagrama de Russell, éstas y otras estrellas clasificadas como Supergigantes Rojas aparecen diagonalmente opuestas a las Enanas Blancas. Estas estrellas, particularmente las de la variedad de las Supergigantes, son de un volumen extremadamente grande. Algunas de estas últimas son suficientemente grandes como para contener casi todo el Sistema Solar. Sus masas son 5, 10, o más veces mayores que la del Sol, debiéndose su gran volumen a sus densidades inusitadamente pequeñas. La estrella Arcturus se clasifica como Gigante Roja, mientras que Antares es una estrella típica de la variedad Supergigante. La temperatura de estas estrellas es aproximadamente de 2,000°K. La mayor parte de la radiación emitida por ellas es roja e infrarroja.

LAS CEFEIDAS

Ya se mencionó este grupo de estrellas en relación con las distancias estelares. Se ha anotado que una cefeida es una estrella cuyo brillo varía periódicamente.

Las cefeidas y otras estrellas variables se nombran siguiendo un conjunto fijo de reglas: a la primera estrella variable que se descubre en cualquier constelación se le asigna un prefijo, R (por ejemplo, R Leonis); la segunda lleva el prefijo S; Z es seguida por RR, luego por RS, RT, etc.; RZ por SS, ST, etc. AA sigue a ZZ en ese esquema, hasta QZ. Como no se hacen combinaciones con la letra J, este esquema permite 334 variables en una constelación cualquiera. Las otras estrellas variables se designan por un esquema mucho más simple: V335, V336, etc.; por ejemplo, V357 Cygni.

Los periodos de las cefeidas tienen un rango que va desde un valor tan pequeño como una hora y 28 minutos para CY Aquarii, hasta 45 días y 4 horas para SV Vulpeculae.

Las investigaciones recientes indican que realmente hay tres clases de cefeidas. Se denominan estas Cefeidas I, Cefeidas II y Variables RR Lyrae.

Las estrellas del tipo Cefeidas I son, en promedio, 1.5 magnitudes más brillantes que las Cefeidas II. Aumentan de brillo rápidamente y se opacan gradualmente. (Véase la Figura 149.) Sus periodos varían de 1.5 a 40 días.

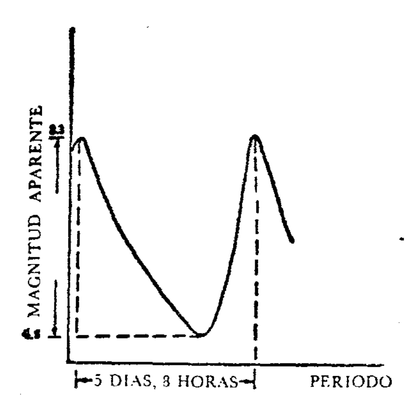


Fig. 149. Curva de Variación de la Luz típica de una Cefeida I. Nótese el rápido incremento en brillo vs. el lento decrecimiento del mismo. Los números dados aquí son para la primera estrella Cefeida I descubierta, Delta Cephei.

Las Cefeidas II tienen intervalos sinuosos característicos tanto en las partes de aumento de brillo como en las partes de opacamiento de la curva. (Véase la Figura 150.) Sus períodos son de 10 a 25 días.

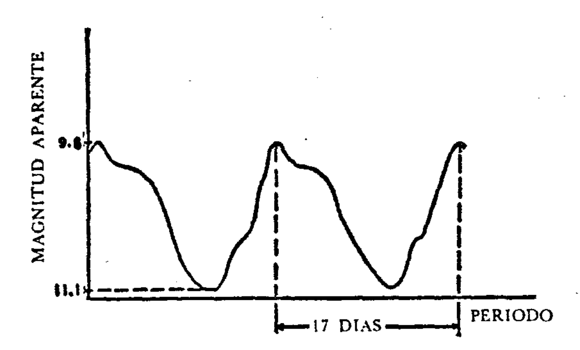


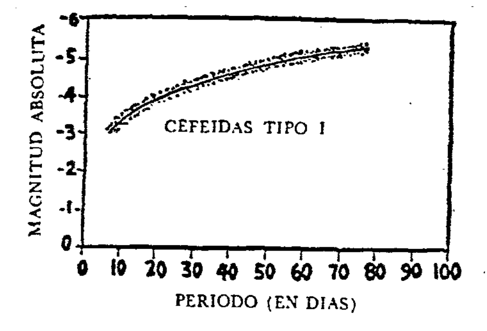
Fig. 150. Curva de Luz típica de una estrella del tipo Cefeida II. No es suave ni la parte de aumento ni la parte de disminución de brillo de la estrella. Hay intervalos sinuosos característicos en ambas partes de la curva. Los números que se dan son para la estrella W-Virginis.

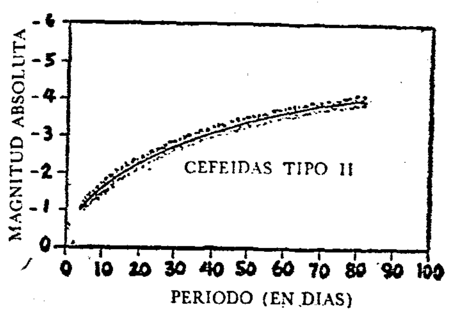
Los dos grupos de cefeidas dan dos curvas distintas en una gráfica de Magnitud Absoluta vs. Periodo. (Véanse las Figuras 151, 152.)

Habrá de recordarse que las distancias estelares se computaron sobre la base de una curva de Magnitud Absoluta vs. Periodo. El descubrimiento de dos curvas tales ha trastornado mucho los resultados previos, haciendo necesario recalcular muchas distancias estelares. Los nuevos resultados difieren hasta en 100% de los valores aceptados antes.

VARIABLES RR LYRAE

Estas son cefeidas de período muy corto, siendo el más largo de 29 horas, y el más corto de poco menos de hora y media. La primera estrella de este tipo que se descubrió fue una de séptima magnitud en la constelación Lyra; de ahí el nombre. Estas cefeidas se llamaban antes "cefeidas del tipo cúmulo" porque fueron primeramente descubiertas en cúmulos globulares de estrellas. Es obsoleto ahora este nombre porque ya se sabe que están presentes por todas partes en el cielo.





Figs. 151 y 152. Dos Curvas de Magnitud Absoluta vs. Periodo. La curva que relaciona la magnitud absoluta de una Cefeida I con su periodo es semejante a la curva para una Cefeida II; la diferencia entre las dos curvas está en el brillo. Para el mismo periodo, una estrella Cefeida I es 4 veces más brillante que una Cefeida II. También puede expresarse esto diciendo que las estrellas Cefeidas I tienen valores de magnitudes absolutas menores en 1.5 que las estrellas Cefeidas II que tienen el mismo periodo de variación.

VARIABLES DE LARGO PERIODO

Estas variables son generalmente estrellas gigantes rojas de periodos mayores que 100 días. Su variación luminosa no es tan completamente regular como las de otras estrellas variables. La más famosa de las variables de largo periodo es ciertamente Omicron Ceti. Descubierta en 1956, pronto fue la estrella llamada Mira, la "Maravillosa". Se sabe que en su máximo Mira ha llegado a tener una magnitud aparente de 1.5; en ese estado, es la estrella más brillante de esa parte del cielo. En su brillo mínimo su magnitud es aproximadamente +9, totalmente invisible a simple vista. Su periodo medio es de 330. Sus periodos individuales pueden ser menores de 300 o mayores que 350.

LAS NOVAS

Ocasionalmente surge una estrella de una obscuridad relativa a una gran brillantez, y luego gradualmente regresa a la obscuridad. Una estrella tal se llama Nova (una Estrella Nueva). El adjetivo "nuevo" es inapropiado —la estrella no es nueva; su aumento aparente de brillo sí lo es.

Un estudio espectroscópico completo de una nova revela que la estrella literalmente "tiró su tapa". De repente la estrella arroja toda su superficie, lo cual forma un cascarón en expansión que la circunda. La mayor parte del aumento en brillo se debe a la gran superficie expuesta del cascarón. Posteriormente el material eyectado, aún en expansión, se rarifica demasiado y cesa de brillar.

Poco se sabe de la etapa pre-nova de estas estrellas explosivas. La primera nova de la cual se tiene una historia bastante completa es Nova Aquilae. Se conocía el espectro de esta nova antes de su explosión en 1918. Es una estrella de la secuencia principal. Tanto en su luminosidad como en sus características espectrales es muy semejante a nuestro Sol. No se pudieron descubrir irregularidades en estos espectros, lo cual indica que una estrella en apariencia perfectamente normal, como nuestro Sol, podría reventar en una explosión terrífica imprecediblemente.

La probabilidad de que esto suceda es extremadamente pequeña. Los cálculos muestran que la probabilidad de tal cataclismo solar (que, por supuesto, acabaría en cosa de días con la vida sobre la Tierra) es casi insignificante —uno en miles de millones.

Esta probabilidad disminuye aún más por: (a) la posibilidad de que nuestro Sol *ya* haya sido una nova, y por eso no sea probable que lo sea de nuevo; y (b) investigaciones recientes sobre las novas muestran que es mucho más probable que esas explosiones ocurran en las estrellas blancas muy calientes (que tienen espectros estelares de los tipos O y B) que en las estrellas amarillas frías (tipo G) como nuestro Sol.

En toda la historia registrada, sólo se han observado unas 100 novas. Corrientemente, con técnicas de observación mejoradas, se descubren cada año una o dos novas.

Una curva de luz esquemática para una nova indicaría (a) un incremento casi abrupto de la luminosidad de casi 10,000 veces su valor de prenova; (b) una pausa breve seguida de un nuevo aumento de brillo según un factor de 10; (c) un descenso del brillo hacia la etapa de pre-nova. El descenso varía de modalidad con la individualidad de la nova. (Véase la Figura 153.)

Puede concluir en varios días el aumento inicial. El descenso final puede continuar durante varios años. En términos de la magnitud aparente, algunas de estas novas son suficientemente brillantes como para verse a plena luz del día; otras solamente con telescopio se pueden ver.

Cuando la nova llega a su etapa de postnova, vuelve a su antigua luminosidad. Parece que no ha habido daño permanente. Se estima que la pérdida de masa es una pequeña y casi sin importancia fracción de la estrella.

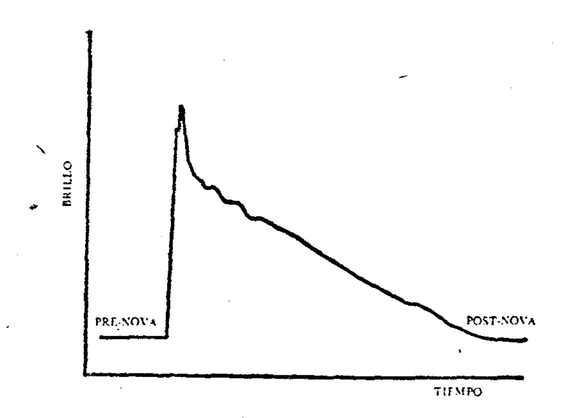


Fig. 153. Curva de Luz Esquemática para una Nova. En pocos días puede ocurrir un aumento de brillo según un factor hasta de 10,000. De este incremento sigue generalmente un día, o algo así, de estabilidad en el brillo, y otro incremento del brillo según un factor de 10. El descenso es menos regular y por lo común dura varios años.

LAS SUPERNOVAS

Los registros muestran varios casos de explosiones estelares excepcionalmente brillantes. El aumento de luminosidad en estos casos es más de 10,000 veces mayor que el de las novas ordinarias. Estas se agrupan aparte y se llaman Supernovas. La brillante estrella que repentinamente se manifestó en la constelación de Cassiopeia en 1572 y que indujo a Tycho Brahe a dedicar su vida a la Astronomía, es de esta clase. La última supernova registrada en Nuestra Galaxia fue observada en 1604, y estudiada profundamente por otro gran científico, Johannes Kepler.

Los datos sobre las supernovas parecen indicar que aparecen aproximadamente tres supernovas cada 1,000 años; esto se aplica solamente a nuestra Galaxia. También se han registrado Supernovas en otras galaxias. Una de éstas, en la Galaxia de Andrómeda, se registró en 1885. Esa estrella explosiva aumentó de brillo hasta un décimo del de la Galaxia entera.

Creen los astrónomos ahora que el aumento en brillo de las supernovas es causado por una reacción en cadena que libera cantidades enormes de energía nuclear. El elemento químico básico del proceso de fisión se produjo en la estrella justamente "un poco antes" de la explosión. La pro-

ducción del material fisionable se hizo posible por un incremento repentino de temperatura en el centro de la estrella, debiéndose el incremento a la contracción gravitacional. Esta serie de eventos es altamente plausible en el caso de una estrella que está en una etapa avanzada de su historia, cerca del tiempo en que su provisión de hidrógeno está por acabarse.

PARTE 2: EL ESPACIO ENTRE LAS ESTRELLAS

INTRODUCCION

A pesar de que las estrellas son generalmente de enorme tamaño, los espacios entre ellas son sumamente más grandes. Un gas muy tenue llena todo este espacio. Hay también en este espacio varios tipos de grandes nubes. Algunas de éstas están hechas de gases; otras están compuestas primordialmente de minúsculas partículas de polvo. Son de gran interés este gas y estas nubes porque muy bien podrían ser el material del cual están hechas las estrellas.

GAS INTERESTELAR

El *gas interestelar* se descubrió en 1904 durante un estudio de un espectro estelar. En el espectro de Delta Orionis se notó una línea (la línea K del calcio ionizado) que "no debería estar ahí". También fue la única línea del espectro que no mostró el Efecto de Doppler. La explicación razonable fue que esta línea no era parte del espectro de la estrella. Más probablemente se originaba en un gas por el cual pasaba la luz de la estrella. Se designó como "línea interestelar". Por los años de estudio en que se han descubierto muchas de esas líneas interestelares, se concluyó que el gas que llena el espacio entre las estrellas consiste de algún número de elementos y compuestos: líneas interestelares debidas al sodio, potasio, hierro, CN y CH, que están registradas ahora. El hidrógeno, como en la combinación CH, es abrumadoramente el elemento más abundante.

El gas interestelar no está distribuido uniformemente, aunque parece llenar la mayor parte del espacio observable. Se usa ahora en las determinaciones de las distancias estelares; mientras más remota sea la estrella, más fuertes serán las líneas espectrales debidas al gas interestelar.

Es, por supuesto, extremadamente tenue, y afecta casi absolutamente la debilidad de las estrellas distantes. Su densidad es mucho menor que la del más perfecto vacío de laboratorio. Sin embargo, su masa total es bastante considerable. Se estima que la masa de todo el gas interestelar es del mismo orden de magnitud que la masa total de todas las estrellas que existen.

POLVO INTERESTELAR

Existen nubes tenues de partículas sólidas extremadamente pequeñas que afectan mucho a la luz que pasa por ellas, y que materialmente obscurecen las estrellas que están más allá de ellas. Gran parte de nuestro conocimiento de estas nubes se basa en este efecto de obscurecimiento. El hecho de que debilitan la luz indica que están compuestas de polvo; las partículas de polvo sólidas y pequeñas pueden absorber o dispersar todas las longitudes de onda, causando así el debilitamiento.

El espesor de estas nubes se estima por conteo de estrellas, el cual generalmente se hace para un grado cuadrado de arco del cielo. El procedimiento es contar las estrellas que están dentro del área por orden de magnitudes. Esto es:

Primero, contar todas las estrellas de mayor brillo que la primera magnitud.

Luego, contar todas las estrellas de mayor brillo que la segunda magnitud. (Este número, por supuesto, incluiría todas las estrellas de primera magnitud).

Y luego, contar todas las estrellas más brillantes que la tercera magnitud. (Este número incluirá a los dos números anteriores). Y así, sucesivamente.

Finalmente, marcar el número de estrellas de cada cuenta (eje vertical) contra la magnitud aparente (eje horizontal). La gráfica es una recta para toda región no obscura del cielo. Las desviaciones de esa linealidad indican la presencia de una nube de polvo. Cuidadosas mediciones de estas desviaciones indican el espesor de la nube, cuyo rango está en los décimos de parsec. (Véase la Figura 154.)

También se han medido las otras dimensiones de estas nubes de polvo: No son raras las longitudes y anchuras de cien parsecs.

No se dispone aún de una descripción detallada del polvo mismo. El debilitamiento que causan es típico de las partículas que tienen un diámetro de aproximadamente 10^{-4} cm, y este valor se confirma por el efecto de enrojecimiento de la luz que pasa por ellos, el cual puede explicarse así: la luz que pasa por una capa de polvo sufrirá una dispersión parcial. Como la luz azul

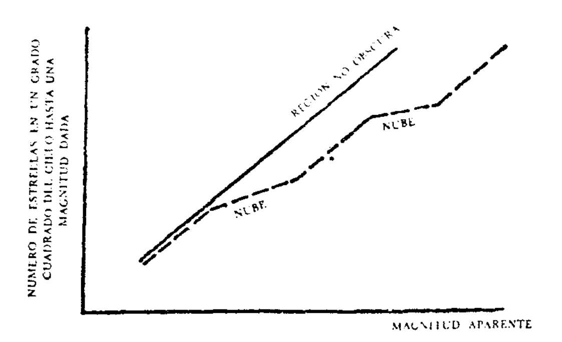


Fig. 154. Gráfica de la Cuenta de Estrellas. La escala a lo largo del eje horizontal está en términos de la magnitud aparente de las estrellas. La escala sobre el eje vertical están en términos del número total de estrellas hasta una magnitud dada dentro de un grado cuadrado de la esfera celeste (por ejemplo, el número total de estrellas de ese cuadrado que son más brillantes que la magnitud aparente cinco). En una región obscura del cielo la gráfica es una recta. La desviación de la pendiente indica nubes. Puede estimarse el espesor de las nubes por las longitudes de las porciones que se desvían de las líneas.

se dispersa más efectivamente que la roja, la luz que pasa contiene un exceso de rojo.

nota: Los colores del cielo se explican del mismo modo: el azul de los rayos solares resulta dispersado por el polvo atmosférico para dar al cielo su tono típico; el rojo del crepúsculo es un subproducto de esta dispersión. La luz del crepúsculo ha perdido todo su azul al pasar por las gruesas capas atmosféricas próximas a la superficie de la Tierra. La parte de luz que pasa es el típico rojo crepuscular.

Se sabe también que el polvo es probablemente no metálico; pero en el estado actual de las investigaciones no pueden ni conjeturarse sus constituyentes químicos.

Estimaciones de la masa de una nube de polvo de Nuestra Galaxia arrojan cifras de 10 a 100 veces la masa del Sol. Sus densidades son del orden de 10^{-25} gramos por centímetro cúbico. No es probable que este número sea pequeño, porque densidades mayores afectarían el movimiento de las estrellas vecinas; y no hay evidencia de tal efecto.

NEBULOSAS

En muchas partes del espacio interestelar pueden hallarse concentraciones "pesadas" de gas, o de polvo, o de ambos; se le llama nebulosa a una de esas nubes "densas". (Nebula es la palabra latina para nube.) *Si sucede que la nebulosa está próxima a una estrella, se llama entonces nebulosa brillante.* La luz que da una nebulosa brillante tiene su fuente en la estrella vecina. *Si no tiene la nebulosa una estrella vecina que le dé luz, se llama Nebulosa Obscura.* Uno de los más notables ejemplos de las últimas es la famosa Nebulosa de la Cabeza de Caballo de Orión.

Un análisis de la luz que nos llega de una nebulosa brillante revela que parte de ella es solamente luz estelar reflejada; la calidad del resto ha sido muy cambiada por la nube. Por supuesto que la parte de luz reflejada tiene la misma clase de espectro que la estrella, habiéndose producido la reflexión probablemente por las partículas de polvo de la nube. El remanente de luz sufrió un cambio de longitud de onda; quizás, fue primero absorbida la luz por la nebulosa y reemitida después. La luz reemitida es diferente por la longitud de onda absorbida.

Probablemente la luz absorbida sea de la ultravioleta corta. La luz que emite posteriormente la nebulosa era de la parte visible del espectro. Esta parte de la luz es, por supuesto, característica de los gases que componen la nebulosa particular.

(Este proceso de cambio de longitudes de onda se llama fluorescencia, el proceso responsable de la luz de las lámparas fluorescentes.)

La densidad de la mezcla de polvo y gas se ha estimado en 5×10^{-22} gramos por cc. Con razonable precisión pueden calcularse las dimensiones de estas nebulosas difusas.

Sobre la base de la densidad y el volumen, por cálculo, es posible deducir estimaciones para la masa. La masa de la Nebulosa de Orión se fija generalmente como la de 500 soles.

PARTE 3: ENERGIA ESTELAR

INTRODUCCION

Se estima que las estrellas han estado emitiendo energía luminosa durante billones de años. ¿De dónde vino toda esa energía?

Muchas teorías han tratado de explicarlo; pero, antes de considerar teorías, es bueno tener una idea de la magnitud de las energías involucradas. Un valor bastante exacto de la cantidad total de energía producida en un minuto por una de las estrellas (nuestro Sol) puede con facilidad computarse.

I. Cada minuto, cada cm^2 de la superficie de la Tierra perpendicular a los rayos del Sol recibe una cantidad total de calor y energía luminosa igual a 1.94 calorías. (A este número se le llama Constante Solar de Radiación.) La energía solar llega a la superficie de la Tierra en la razón de

aproximadamente cinco millones de caballos por milla cuadrada. La cantidad total de energía que recibe anualmente toda la superficie de la Tierra es fantástica. Excede en casi cinco millones de veces la producción anual de energía obtenida del carbón, gas, cataratas, petróleo y otras fuentes artificiales de energía.

II. Conociendo la distancia de la superficie de la Tierra al Sol, es posible computar la energía total radiada por el Sol por minuto: ¡472,300 trillones de caballos! (La Tierra intercepta solamente dos mil millonésimos de la energía radiada por el Sol.) ¡472,300 trillones de caballos de energía para miles de millones de años!

La combustión ordinaria tal como el carbón, no podría suplir esto. Si el Sol hubiera estado hecho del mejor carbón, estuviera hecho cenizas hace mucho tiempo.

LA TEORIA GRAVITACIONAL

Hasta el principio de este siglo, había solamente una explicación racional: la formulada por el físico alemán Helmholtz. De acuerdo con la teoría de Helmholtz, las estrellas fueron gradualmente reduciendo su diámetro. Un pequeño decrecimiento de volumen podría suplir las cantidades de energía necesarias. Puede calcularse que, en el caso del Sol, un encogimiento del diámetro de 200 pies (61 metros) por año sería suficiente para la emisión de energía. Con frecuencia se le llama teoría gravitacional, porque la causa primaria del encogimiento es la atracción gravitacional de las capas exteriores en la dirección del centro del Sol.

ENERGIA DE FUENTES NUCLEARES: ESTRELLAS DE LA SECUENCIA PRINCIPAL

En años recientes se han puesto bajo consideración algunas explicaciones basadas en reacciones nucleares.

Que esa energía puede obtenerse en la Tierra por la desmaterialización de parte de la masa del núcleo atómico es un hecho perfectamente establecido. Es muy probable que la energía de las estrellas se produzca de manera semejante. Esos procesos fácilmente podrían explicar los datos que poseemos.

La conversión de masa a energía está, por supuesto, gobernada por la famosa ecuación de Einstein:

$$E = mc^2$$

m, medida en gramos, es la cantidad de masa desmaterializada; c, medida en cm/seg, es la velocidad de la luz; y E, medida en ergs, es la energía liberada.

Hagamos la suposición de que la energía estelar puede extraerse de su materia.

a. ¿Tienen las estrellas los elementos que generalmente reaccionan para producir energía nuclear?

b. ¿Son las temperaturas del orden correcto de magnitud para una reacción tal?

c. ¿Son estas reacciones y temperaturas capaces de producir las luminosidades estelares observadas?

En el caso de una estrella típica (nuestro Sol), la teoría vale para los siguientes datos:

a. Está ahora bastante bien establecido que el Sol saca su energía de la fusión del hidrógeno, el cual está presente en el Sol, y en todas las otras estrellas. En este proceso de fusión, se juntan cuatro átomos de hidrógeno para formar un átomo de helio, acompañados por un excedente de masa, porque un átomo de helio pesa menos que la suma de cuatro átomos de hidrógeno. Este exceso de masa se convierte en energía según la fórmula: $E = mc^2$.

La conversión de cuatro átomos de hidrógeno en un átomo de helio es, por supuesto, más complicada de lo que parece. La transmutación de los elementos no tendrá lugar sino bajo muy altas temperaturas y en la presencia de otros dos elementos. Para que se verifique la reacción han de estar presentes tanto el carbono como el nitrógeno; ambos están presentes en el Sol.

El carbono y el nitrógeno ayudan a cambiar el hidrógeno en helio. Al final de la reacción, tanto el carbono como el nitrógeno reaparecen al parecer sin cambio.

b. Son necesarios 20 millones de grados para que se verifique la reacción, y es probable que exista esta temperatura en el interior del Sol.

c. Finalmente, debe comprobarse una luminosidad calculada con la real luminosidad del Sol. El valor calculado de la luminosidad se obtiene sobre la base de las teorías anteriores, así como de leyes físicas fundamentales; el valor calculado está razonablemente próximo al observado.

Aunque la mayor parte de la investigación se refiere a nuestro Sol, probablemente las conclusiones se aplican de modo general. Es probable que todas las estrellas de la "secuencia principal" saquen su energía de manera semejante.

ENERGIA DE FUENTES NUCLEARES: ESTRELLAS BRILLANTES ROJAS

La fuente de energía nuclear que consiste en convertir el hidrógeno en helio no puede ser uti-

lizada por las gigantes rojas, ni por ningunas otras estrellas frías. Los centros de esas estrellas tienen temperaturas demasiado bajas (un millón de grados, o aún menos) para que la reacción nuclear se lleve a cabo satisfactoriamente.

Probablemente se verifiquen otras reacciones nucleares en el interior de estas estrellas. Son posibles tres tipos distintos de estas "bajas" temperaturas, dependiendo de cuán baja es la "baja" temperatura.

Tipo I. Temperaturas de aproximadamente 1,000,000 de grados. El hidrógeno se combina con el deuterio (hidrógeno pesado) para formar un isótopo del helio. La reacción sigue adelante sin dificultad aun en estas temperaturas y libera grandes cantidades de energía.

Tipo II. Temperaturas en el rango de varios millones de grados. Pueden ocurrir varias reacciones distintas en este rango de temperatura. Una de ellas implica la interacción del berilio con el hidrógeno. La reacción produce litio y helio, así como un exceso de masa, que se transforma en energía.

Tipo III. Las temperaturas en el rango de diez a veinte millones de grados. Una combinación probable en este caso es la del boro con el hidrógeno. El producto final es un isótopo del carbón, con algún exceso de energía. La energía liberada en esta reacción se debe al exceso de masa.

El isótopo específico del carbono es ${}_6C^{11}$. Tiene las mismas cargas eléctricas que el carbono ordinario, ${}_6C^{12}$, pero masas nucleares diferentes. Los átomos con cargas eléctricas idénticas, pero de masas diferentes, se llaman "isótopos".

LA PRODUCCION DE ENERGIA POR LAS ENANAS BLANCAS

La producción de luz en el caso de las enanas blancas es de nuevo un caso especial, que involucra la teoría gravitacional de Helmholtz. La energía potencial de los átomos, y de sus componentes, se convierte en calor y luz. En las primeras etapas de la contracción, los átomos individuales de la estrella se acercan más y más. En las últimas etapas de la contracción, los átomos mismos se aprietan en sus protones, neutrones y electrones constituyentes. El proceso se parece algo al proceso industrial de deshidratación. Esta materia "deshidratada" explica el alto valor de densidad que generalmente se asocia con las estrellas Enanas Blancas.

PARTE 4: HISTORIA DE LA VIDA DE UNA ESTRELLA

INTRODUCCION

Es ahora posible hacer un esquema, con detalle, de la vida de una estrella. Por supuesto que los astrónomos del futuro hallarán falllas en las teorías básicas; pero actualmente, la imagen parece razonable y completa.

La vida de una estrella típica puede dividirse en 6 periodos distintos:

Nacimiento (una gran masa de gas no radiante).

Infancia (etapa de Gigante Roja).

Tres etapas de juventud (estrellas variables).

Madurez (secuencia principal).

Muerte (fragmentos sólidos fríos de masa).

Las estimaciones actuales del tiempo de la vida de una estrella arrojan una cifra de ocho mil millones de años. Las estrellas que vemos están todas en las etapas de desarrollo: algunas, hablando astronómicamente, están recién nacidas; otras han pasado sus "enfermedades infantiles" y están en su primera niñez; y aun otras están en decadencia. Sintetizando estas etapas, es posible obtener la imagen completa.

Como con todas las teorías de desarrollo, debe hacerse una suposición sobre el punto inicial —así, para el periodo pre-estelar se hace la hipótesis de que la materia está en un estado muy diluido y que ocupa todo el espacio. Cálculos aproximados indican que la densidad de esa materia era de 0.000 000 000 000 000 000 000 1 veces la densidad del agua, con una temperatura dominante de varios cientos de grados Kelvin.

EL NACIMIENTO

Ligeros movimientos interiores del gas crearon concentraciones locales. Las fuerzas de gravedad ayudaron mucho a la composición de la materia en estas regiones concentradas, haciendo que el gas se condensara en esferas. Sir James Jeans, el famoso astrónomo británico, sugiere que el diámetro de la esfera de gas era de aproximadamente 2 ó 3 años luz, o sea aproximadamente un parsec, de tamaño. La masa de una de esas unidades era de 10^{30} kilogramos.

Las masas más pequeñas que esa no poseerían suficiente atracción gravitacional para convertirse en una unidad; las masas mucho más grandes estarían en equilibrio inestable, dispersándose en varias estrellas pequeñas.

Así, entonces, nacieron las estrellas. La fecha probable de la primera división es de algunos bi-

llones de años. Es bastante posible que el proceso continúe, que en este momento estén naciendo estrellas nuevas. Tanto el gas interestelar como las nebulosas gaseosas dan el material para las estrellas nuevas.

No debe confundirse el nacimiento de estrellas nuevas con las novas: por definición, una nova es una estrella bien establecida que repentinamente aumenta de brillo. Una estrella nueva es realmente nueva, creada del gas primordial.

Como su superficie es demasiado fría para emitir luz visible, una estrella nueva no puede verse. Sin embargo, dentro de algunos años, la temperatura aumentará suficientemente para permitir que se convierta en una "Gigante Roja" —en la superficie tendrá más de mil grados Kelvin; en el centro tendrá cerca de un millón de grados. El aumento de temperatura es un resultado de la energía gravitacional: el proceso de contracción implica una transformación de energía potencial en energía calorífica.

LA INFANCIA

La estrella es ahora una gigante roja o una supergigante roja. Es aún enorme su volumen; pero en un aspecto es diferente del tipo anterior: ahora emite luz roja y es visible.

LAS TRES ETAPAS DE LA JUVENTUD

Mientras que la gravedad ha sido la fuente única de la energía, el fin de la infancia se nota por la aparición de una nueva fuente: energía nuclear. La estrella usa ambas fuentes alternativamente, lo cual quizás causa la pulsación que a su vez produce la variabilidad de brillo de la estrella.

Parece haber tres etapas distintas en la "juventud", caracterizándose cada etapa por su particular reacción nuclear, y por un modo particular de variabilidad.

Etapa I. La temperatura en el centro de las estrellas es aproximadamente de un millón de grados. La reacción nuclear es entre deuterones y átomos de hidrógeno; y el conflicto entre la producción de energía gravitacional y la nuclear de alguna manera causa inestabilidad. En esta etapa, la estrella es una Variable de Largo Periodo.

Por algún tiempo, la estrella continúa usando sus deuterones, aumentando las reservas extraordinarias de energía de su temperatura central. Cuando la temperatura llega a tres o cuatro millones de grados, se dispone ya de una nueva fuente de energía.

Etapa II. La reacción berilio-hidrógeno caracteriza esta etapa; de nuevo al alternarse las fuentes de energía se produce una variación periódica de brillo. Esta variación de brillo puede explicar la conducta de las cefeidas.

Etapa III. Hacia el final de su juventud, es bastante probable que se hayan usado completamente ya tanto los deuterones como el berilio. Pero la temperatura de la estrella es ahora suficientemente como para sacar la energía nuclear de la reacción boro-hidrógeno. El conflicto entre las energías en este caso puede explicar muy bien la conducta de las Variables RR Lyrae.

A través de su juventud se han extinguido varios elementos. Estos elementos, como el berilio y el boro, probablemente estuvieron presentes sólo en cantidades limitadas, y muy bien podrían haberse extinguido totalmente hacia el fin del periodo. Su presencia, sin embargo, fue de gran importancia: sirvieron como combustible para incrementar la temperatura central. Se cree que al final del periodo, la estrella ha alcanzado una temperatura que excede los 20 millones de grados, y en ese punto puede usar la principal reserva de energía, empezando la conversión de hidrógeno en helio. La joven se ha convertido en adulta.

LA MADUREZ

Ahora, empleando su principal fuente de energía, todas las otras fuentes son de menor importancia. La estrella es de la "secuencia principal". La reacción termonuclear se verifica bastante suavemente. El carbono y el nitrógeno ayudan a la transformación del hidrógeno en helio. Sin embargo, aparece un nuevo factor de disturbio. Los cálculos muestran que las estrellas de la secuencia principal se mueven a lo largo de esa línea, hacia arriba a la izquierda.

Nuestro propio Sol está precisamente en ese caso. La reserva de energía dentro del Sol es tal que se hace más luminoso y caliente. Dentro de diez mil millones de años, el Sol será 100 veces más luminoso de lo que ahora es. La vida, tal como la conocemos en la Tierra, desaparecerá. Las temperaturas medias en las cimas de las montañas serán de cientos de grados. Los océanos "hervirán" durante mucho tiempo antes de que las temperaturas lleguen a su máximo.

Viene después un tiempo en que todo el hidrógeno está ya extinto, haciendo necesario que la estrella dependa de nuevo de la gravitación como fuente de energía. La luminosidad, habiendo llegado a un máximo en el tiempo en que reaccionó la última parte del hidrógeno, comienza a declinar, haciéndose la estrella más y más débil.

LOS ULTIMOS AÑOS

La estrella obtiene energía a expensas de su decrecimiento de volumen (energía gravitacional o potencial). Los átomos de la materia se acercan más y más, y sin embargo continúa la presión. De esto sigue el apretujamiento de los átomos mismos de los cuales se compone la materia, creando la última reserva de energía. La estrella es ahora una "enana blanca", con su reserva de energía casi exhausta.

LA MUERTE

Ahora se mueve en el espacio una masa sumamente concentrada. Rápidamente se está enfriando, y no tiene ninguna fuente para reponer su energía. Pronto los últimos rayos de luz se habrán emitido. El contacto con la Tierra se habrá cortado. Sólo por su atracción gravitacional hace conocer su existencia; sólo por la perturbación que produce en la órbita de otra estrella podemos percatarnos de un objeto que brilló durante billones de años.

CAPITULO IX

LAS GALAXIAS

PARTE 1: NUESTRA GALAXIA

INTRODUCCION

El Sol y otras cien mil millones de estrellas forman la comunidad que llamamos nuestra Galaxia.

El estudio de la distribución de estrellas en nuestra Galaxia ha demostrado que esta vasta colección parece un disco aplanado; en efecto, se representa a menudo como una gigantesca piedra de amolar.

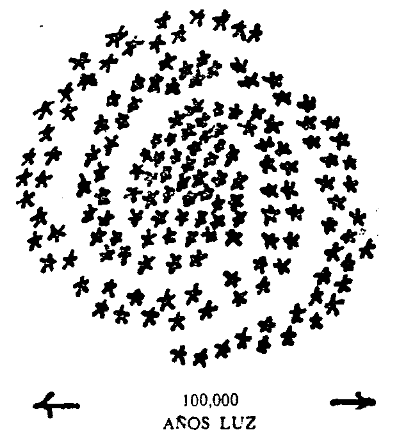


FIG. 155. Una vista superior de nuestra Galaxia revela su contorno circular. No se distribuyen uniformemente las estrellas sobre toda la región. Hay una concentración de estrellas en el centro de la Galaxia así como también a lo largo de dos ramas que parten de lados opuestos del centro y que forman una espiral alrededor de él.

Vista desde arriba, se vería de contorno circular, formando las estrellas una espiral; una vista lateral revelaría su delgadez. (Véanse las Figuras 155, 156.)

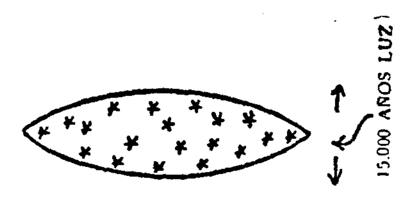


FIG. 156. Una vista Lateral de Nuestra Galaxia. Una vista lateral de Nuestra Galaxia hace ver su relativa delgadez.

El número de la mayor confianza para el diámetro de la Galaxia es de 100,000 años luz. El espesor máximo se estima en 10,000 o 15,000 años luz.

No ocupa nuestro Sol y su sistema planetario una posición espectacular. El Sistema Solar está situado a unos 30,000 años luz del centro, y bastante próximo al plano ecuatorial.

Mirando esta multitud de estrellas desde nuestro propio pequeño planeta, tiene uno dos vistas distintas. (Véase la Figura 157.) En la dirección paralela al polo de la Galaxia, debido a la delgadez de la última, las estrellas individuales se ven contra un fondo obscuro. La vista a lo largo del plano Ecuatorial es diferente —las estrellas más próximas se ven contra un fondo de una banda luminosa tenue (Vía Láctea), debiéndose la banda a la confusa luz de miles de millones de estrellas presentes en la parte gruesa de nuestra Galaxia.

Esta banda de luz indica así la dirección del plano ecuatorial de nuestra Galaxia.

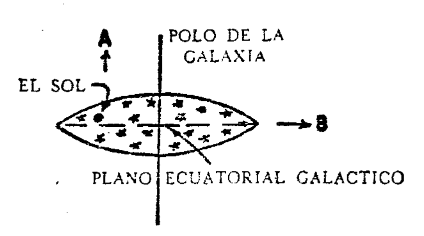


Fig. 157. Dos Vistas de la Galaxia. Mirando desde el Sistema Solar a lo largo de la dimensión menor (dirección A) se ven las estrellas contra un fondo obscuro. Las estrellas vecinas a lo largo de la dirección B se ven contra el fondo de la Vía Láctea. La luminosidad de la última se debe a los inmensos puntos de luz producidos por decenas de miles de millones de estrellas. El Plano Ecuatorial Galáctico corta horizontalmente a la Galaxia en dos partes iguales. El polo de la Galaxia es perpendicular al Plano Ecuatorial Galáctico en su centro.

ESTUDIO DE LA GALAXIA CON LA AYUDA DE LA CUENTA DE ESTRELLAS

La forma y las dimensiones de nuestra Galaxia se deducen en principio de un estudio del conteo de estrellas.

Se hace esto en todas las direcciones del cielo. La estrella más débil (mayor valor de magnitud aparente) en cada dirección indica la distancia entre el Sistema Solar y la frontera de la Galaxia en esa dirección particular. (Véanse las Figuras 158 y 159.)

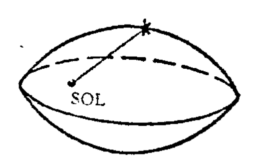


Fig. 158. Distancia a la Frontera de Nuestra Galaxia. La estrella más débil (el número más alta para la magnitud aparente) en la dirección de la línea es un índice de la *longitud* de la línea del Sol a la frontera de la Galaxia.

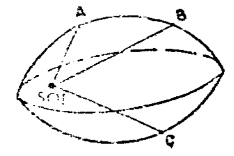


Fig. 159. Forma de la Frontera de Nuestra Galaxia. Computando la distancia del Sol a muchos puntos de la frontera (por ejemplo, a los puntos A, B y C) puede visualizarse la forma de la Galaxia.

Varias hipótesis están involucradas en este método de computar la forma de la Galaxia. La más importante, y probablemente la más cruda de éstas, es que: La magnitud aparente depende primordialmente de la distancia. Esta hipótesis indica que las estrellas *en promedio* son bastante semejantes en su brillo intrínseco, debiéndose la diferencia en sus magnitudes aparentes primordialmente a las diferencias en las distancias.

ESTUDIOS DE LA GALAXIA CON LA AYUDA DE CUMULOS GLOBULARES

Otro método para estimar el tamaño de nuestra Galaxia se basa en los cúmulos globulares de estrellas, los cuales, como el nombre lo dice, *son enjambres de estrellas agrupadas en la forma de un globo.* (Véase la Figura 160.)

Uno de los cúmulos globulares más hermosos —difícilmente visible a simple vista— es M13, en la constelación de Hércules. Los estudios telescópicos revelan que consiste de más de 50,000 estrellas. Aunque cada una es de una magnitud aparente de sólo trece o más débil, juntas son extremadamente luminosas y visibles a gran distancia.

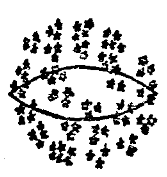


Fig. 160. Distribución de los Cúmulos Globulares de Estrellas. Una representación simbólica de estos cúmulos de estrellas mostraría que están distribuidos en la forma de una esfera alrededor de nuestra Galaxia. El diámetro de la esfera es igual al diámetro de la Vía Láctea.

La distancia a un cúmulo globular fácilmente puede calcularse si:

a. el cúmulo contiene una o más estrellas cefeidas, o

b. el cúmulo contiene una estrella del tipo gigante roja. (Todos los cúmulos globulares las tienen.)

En el primer caso, la distancia se obtiene: I. observando el periodo de la cefeida; II. hallando su magnitud absoluta por una curva de Magnitud Absoluta contra Periodo; III. observando la magnitud aparente media de la estrella; y IV. usando la fórmula para la distancia en término de las magnitudes aparente y absoluta.

En el segundo caso, la distancia al cúmulo globular de estrellas se calcula sobre la hipótesis de que las gigantes rojas más brillantes que están

en estos cúmulos tienen una magnitud absoluta de —3.0, y usando luego la fórmula que relaciona la distancia con las magnitudes absoluta y aparente.

Es razonable la hipótesis de que las gigantes rojas más brillantes de estos cúmulos tienen una magnitud absoluta de —3.0. Los cúmulos globulares son notablemente semejantes unos a otros en tamaño y en muchos otros aspectos.

Un estudio de la distancia de los casi cien cúmulos globulares conocidos, pone de manifiesto el hecho de que están distribuidos para formár una esfera alrededor de nuestra Galaxia, cortando la Vía Láctea a esta esfera en dos mitades iguales. El diámetro de la esfera concuerda bastante bien con el valor del diámetro de la Vía Láctea (100,000 años luz), lo cual sirve como una comprobación adicional de nuestro conocimiento sobre el tamaño de nuestra Galaxia.

ROTACION DE LA GALAXIA

La forma de la Galaxia implica que está girando; en efecto, no podría existir como un disco plano si no tuviera rotación. El eje de rotación es perpendicular al plano ecuatorial de la Galaxia. Este movimiento de la Galaxia como un todo se sobreimpone al movimiento de sus estrellas individuales. En este respecto es semejante a la rotación de la Tierra alrededor de su eje, mientras se producen toda clase de movimientos en la superficie de la Tierra. Sin embargo, hay una gran diferencia entre estas dos rotaciones. La Galaxia no gira como un cuerpo sólido. Las estrellas giran alrededor del centro de la Galaxia en casi la misma forma en que los planetas se mueven alrededor del Sol; las estrellas próximas al centro de la Galaxia se mueven a grandes velocidades orbitales; las estrellas que están lejos del centro, a velocidades pequeñas. Nuestro Sol tiene una velocidad orbital de 160 millas (258 Km) por segundo. Las estrellas que están más próximas al centro parecen moverse más aprisa que el Sol. Las estrellas cercanas a la periferia de la Galaxia parecen moverse a velocidades menores. En relación al Sol, estas últimas parecen ir en la dirección opuesta.

El periodo de las revoluciones, por supuesto, dependerá de la distancia de la estrella al centro. Al Sol le toma 224 millones de años completar una revolución.

PARTE 2: OTRAS GALAXIAS

INTRODUCCION

Nuestra Galaxia no está sola en este mundo. El Universo está poblado por más de dos mil millones de Galaxias. Se usan intercambiablemente varios nombres para estas Galaxias. A veces se les llama "Universos Islas" (significando con ello que el Universo está salpicado de islas que son semejantes a nuestra Galaxia de la Vía Láctea.) A veces se les llaman "Nebulosas Extragalácticas" (a pesar del hecho de que son galaxias de estrellas y no nebulosas).

Algunas de las galaxias están muy cerca de nosotros; otras, son remotas.

LA GRAN NUBE MAGALLANICA

La Galaxia más cercana a la nuestra es la Gran Nube Magallánica a menos de 150,000 años luz, y visible a simple vista en la constelación Dorado. Es de una forma elíptica irregular; visualmente, las dimensiones son de 12° por 4°. No es improbable que el ángulo subtendido por ella sea mayor que lo que indica el ojo desnudo.

La Gran Nube contiene muchos objetos de gran interés. De interés particular son las casi 1,500 cefeidas variables, así como la gran Nebulosa del Ojal, que se designa como 30 Doradus. 30 Doradus es la nebulosa gaseosa más grande que se conoce, mucho más grande que la nebulosa difusa de Orión. Que también es extremadamente brillante sería mucho más evidente si estuviera en nuestra Galaxia. En efecto, si 30 Doradus estuviera situada a la distancia de Orión, se vería 200 veces más brillante que Sirio.

Debe enfatizarse de nuevo que:

a. La Gran Nube Magallánica, que es la nebulosa extragaláctica más cercana, no es una nube, y no es una nebulosa. Es una Galaxia. Esto es, es una gran isla que consiste de estrellas que emiten luz, de cúmulos globulares de estrellas, de nebulosas difusas, y de todas las otras entidades que pueden hallarse en nuestra Galaxia.

b. Una nebulosa difusa es una nube que consiste de una mezcla de polvo y gases. La luz por la cual es visible se debe a una estrella que está en su centro o en su vecindad inmediata.

La estrella S Doradus, de la Gran Nube Magallánica, es, con mucho, la estrella más luminosa conocida, y pertenece a un grupo que se nombra "variables irregulares". En su brillo máximo, es 600,000 veces (algunos cálculos indican 2 millones de veces) más brillante que nuestro Sol.

La Gran Nube se aleja de nosotros a una velocidad que se estima en más de 160 millas (258 Km) por segundo.

LA PEQUEÑA NUBE MAGALLANICA

Su distancia estimada de 164,000 años luz la coloca sólo ligeramente más lejos que la Gran Nube; es visible a simple vista en la constelación Tucana. Sin embargo, tiene sólo aproximadamente la mitad del diámetro de la Gran Nube Magallánica. Un estudio de sus cefeidas, habrá de recordarse, condujo al descubrimiento de la curva Periodo-Magnitud Absoluta. Esta "nube" contiene un gran número de estrellas débiles, desde la magnitud 11 hasta las más débiles estrellas conocidas.

La velocidad de alejamiento de la Pequeña Nube es apreciablemente menor que la de la Gran Nube, aproximadamente de 100 millas (161 Km) por segundo. Ambas Nubes, la Grande y la Pequeña, a menudo se consideran como satélites de nuestra Galaxia.

EL GRUPO LOCAL DE GALAXIAS

Aquí están incluidas las galaxias que están más cerca de los 2 millones de años luz, de las cuales hay 13, además de Nuestra Galaxia y las Nubes Magallánicas. (Véase la Figura 161.)

NUESTRA GALAXIA
NUBES MAGALLANICAS
LA ESPIRAL DE ANDROMEDA Y SUS COMPAÑERAS
ESPIRAL M33 DEL TRIANGULO

FIG. 161. Algunos Miembros del Grupo Local de Galaxias.

Nombre	*Tipo*	*Distancia (En Años Luz)*
Nuestra Galaxia	Espiral	0
Gran Nube Magallánica	Irregular	145,000
Pequeña Nube Magallánica	Irregular	164,000
M31, Andrómeda	Espiral	1,500,000
M32 (Satélite de la de Andrómeda)	Elíptica	1,500,000
NGC 205 (Satélite de la de Andrómeda)	Elíptica	1,500,000
M33, Triangulum	Espiral	1,560,000

LA GALAXIA DE ANDROMEDA

De particular interés entre el grupo local de galaxias es la Gran Galaxia de Andrómeda (conocida también como M31 o NGC224), debiéndose el interés sobre ella principalmente a su gran parecido con nuestra Galaxia, sobre la cual da información.

Aunque es ligeramente mayor que la nuestra, desde una distancia de 1,500,000 años luz se ve a simple vista como una dudosa estrella de quinta magnitud. Requiere una larga exposición fotográfica para revelar su real belleza. En esas fotografías la Galaxia aparece como un disco plano que hace un ángulo de 15° con la visual. El centro de la elipse es extremadamente brillante, circundado por dos ramas en espiral que parecen tener su origen en el mero centro.

Las ramas en espiral han sido resueltas en estrellas individuales desde 1923, pero los esfuerzos para distinguir estrellas individuales en el centro fracasaron durante casi 20 años. El centro de la Galaxia aparece en todas las fotografías como una brillante masa uniforme sin ningún detalle.

La brillante masa del centro fue resuelta con éxito en 1943 cuando se tomaron fotos con un nuevo tipo de placas sensitivas al rojo, en lugar de las placas sensitivas al azul usadas hasta esa fecha. Las estrellas individuales fueron claramente resueltas en unidades distintas sobre un nuevo tipo de placas.

Este descubrimiento condujo a conclusiones nuevas, siendo una de las principales el que las estrellas pueden dividirse en dos clases generales, conocidas como estrellas de la Población I y de la Población II.

Las estrellas de la Población I se hallan generalmente en los brazos de las galaxias espirales, así como también en las galaxias irregulares, tales como las Nubes Magallánicas. Esta clase de estrellas se caracteriza por el hecho de que las estrellas más brillantes de ella son de color azul y tienen altas temperaturas superficiales.

Las estrellas de la Población II se encuentran generalmente en cúmulos globulares, galaxias elípticas, así como también en los centros de las galaxias espirales. Las estrellas más brillantes de esta clase no son azules y calientes, sino rojas y frías.

En los últimos 20 años se han descubierto más de un ciento de novas en la Galaxia de Andrómeda, la mayoría de ellas cerca del centro de la Galaxia. De particular interés, sin embargo, fue la supernova que apareció en 1885.

La Galaxia se mueve con una velocidad de casi 180 millas (290 Km) por segundo en dirección al Sol; gran parte de su velocidad, sin embargo, se debe a la rotación de nuestra propia Galaxia,

la cual lleva al Sistema Solar hacia la Galaxia de Andrómeda con una velocidad de aproximadamente 200 millas (322 Km) por segundo.

GALAXIAS REMOTAS

Las 16 galaxias que forman el grupo local son sólo una minúscula fracción de todos los universos islas que existen, estimándose en miles de millones el número total de ellos.

El telescopio de 200" del Monte Palomar puede detectar galaxias tan lejanas como dos mil millones de años luz. Hay más de dos mil millones de galaxias dentro de esa distancia a la Tierra.

CLASIFICACION DE LAS GALAXIAS

A. *Irregulares.* Son típicas entre estas las Nubes Magallánicas. Estas galaxias no tienen forma geométrica simple o diseño claro.

B. *Elípticas.* Estas toman la forma de discos más o menos aplanados. No se distinguen ramas espirales. Aproximadamente el 25% de todas las galaxias son de este grupo.

C. *Espirales.* Son típicas entre éstas la Galaxia de Andrómeda así como nuestra propia Galaxia. Las galaxias espirales generalmente se dividen en dos subgrupos: (a) *Espirales Normales* y (b) *Espirales Barradas.* En el caso de las espirales normales, las dos ramas comienzan a hacerse espirales inmediatamente después de salir del corazón de la Galaxia. En el caso de las espirales barradas, los dos brazos se extienden rectamente al principio, y comienzan a hacerse espirales en sus extremos.

EL "CORRIMIENTO HACIA EL ROJO"

Una modalidad notable conocida como "corrimiento hacia el rojo" es exhibida por todas las galaxias. El corrimiento hacia el rojo, habrá de recordarse, significa que todas las líneas del espectro están corridas de sus posiciones normales *hacia posiciones nuevas que están más cercanas al extremo rojo del espectro.* Se interpreta este corrimiento como un desplazamiento de Doppler, indicando que las galaxias se alejan de la Tierra.

Estudios posteriores del corrimiento hacia el rojo pusieron de manifiesto el hecho de que hay una íntima relación entre la velocidad de alejamiento y la distancia de la Galaxia. Mientras más lejos esté la Galaxia de la Tierra, más rápidamente se aleja. Específicamente, las galaxias se alejan a una velocidad de 60 millas (97 Km) por segundo por cada millón de años luz de distancia; así, una Galaxia que está a dos millones de años luz, se aleja a razón de 120 millas por segundo; a 5,000,000 de años luz, a 300 millas por segundo, etc. El telescopio de 200" ha descubierto ya galaxias que se alejan a la velocidades tan altas como 40,000 millas (65,000 Km) por segundo.

Ha sido difícil explicar razonablemente por qué nuestra insignificante Tierra o nuestra Galaxia ha de ser el punto del cual se alejan todas las galaxias. La explicación que ahora se acepta ampliamente está incluida en el concepto de universo en expansión.

EL UNIVERSO EN EXPANSION

Este concepto implica que no sólo todas las galaxias se alejan de nuestra Galaxia, sino que toda Galaxia se aleja de todas las demás. Este incremento de la distancia se debe al hecho de que el Universo entero se está expandiendo y que la distancia entre dos galaxias cualesquiera está aumentando a una razón constante.

Una analogía unidimensional puede ayudar a aclarar este concepto. Supóngase que marca uno una cinta de goma que mide 10" con tres puntos: A, B y C. A y C están en los extremos, B está en el medio, a 5" de A y de C. Esto es, AB = BC = 5". Supóngase ahora que la cinta se estira hasta que mida 16". AB = BC ha aumentado hasta 8". Supóngase ahora que el estiramiento se hizo a una razón constante, y que tardó dos segundos en completarse. En ese caso, B parece moverse alejándose de A a una razón de 1.5" por segundo y C aumentaría su distancia desde A a una razón de 3" por segundo.

La teoría del Universo en expansión hace posible computar su edad. Suponiendo que la expansión ha sido siempre a la razón actual, es posible determinar la fecha en que empezó la expansión, alrededor de unos cinco mil millones de años.

PARTE 3: EL NACIMIENTO DEL UNIVERSO

LA ETAPA PRELIMINAR

La teoría del desarrollo del Universo desde su principio supone que "una vez" hubo una gran bola de gas denso extremadamente caliente. Tanto la temperatura como la densidad de ese gas tenían valores fantásticamente altos: se supone que la densidad era de varios miles de millones de veces

la del agua; la temperatura, de miles de millones de grados. Como evidencia, la teoría física demuestra que muchos de los elementos pesados pueden formarse solamente bajo esas fantásticas presiones. Por ejemplo, la construcción de un átomo de uranio o de torio por protones y neutrones es posible solamente cuando la densidad y la temperatura son de esa magnitud.

LA EXPANSION

Luego, hace unos cinco mil millones de años, la bola comenzó a expandirse, desde entonces ha estado expandiéndose siempre, dando por resultado un decrecimiento de la temperatura y de la densidad, pero un incremento enorme del volumen. El Universo, en esta etapa de evolución, puede imaginarse como una esfera de gas enormemente grande y achatada.

LA FORMACION DE LAS GALAXIAS

Al pasar el tiempo, se verificaron "concentraciones de materia" en muchos lugares de esta esfera achatada. Estas concentraciones crecieron en tamaño al atraer más y más material de su alrededor, rompiendo así el Universo en grandes masas de gas; siendo destinada cada masa a convertirse en una Galaxia. Estas masas continúan tomando parte en la perenne expansión del Universo.

Eventualmente cada gran masa de gas se fragmentó de nuevo para formar estrellas, convirtiéndose así en un universo isla o galaxia.

EL TAMAÑO DEL UNIVERSO

Hay dos escuelas de pensamiento que tratan del tamaño del Universo: una teoría sostiene que la bola original de materia era de tamaño finito, digamos del tamaño del Sistema Solar, y que el Universo todavía es finito. Más grandes y mejores telescopios eventualmente alcanzarán la superficie exterior del Universo. Más allá de esta superficie, se supone, ya no hay materia. La teoría de Einstein del "espacio curvado" sugiere que no hay ningún "más allá".

La otra teoría sostiene que la bola era infinita desde el principio y que su radio se está haciendo cada vez mayor. En la actualidad está generalmente favorecida esta teoría.

De acuerdo con la teoría de la infinitud ésta es la imagen completa: Hace varios miles de millones de años, una bola "infinita" de gas caliente y denso comenzó a expandirse. En cierta etapa de la expansión, el gas se fragmentó para formar galaxias, una de las cuales es nuestra Galaxia. Cuando la expansión continuó, se formaron las estrellas, y nuestra Galaxia contiene cien mil millones de estrellas. No fueron raras las colisiones cuando las estrellas de nuestra Galaxia estaban muy juntas. En un de éstas se separaron varias masas para formar planetas, uno de los cuales es nuestra Tierra. Posteriormente, cuando la Tierra se hizo suficientemente fría, la vida apareció en el globo. Eventualmente, el hombre hizo su aparición.

MIRANDO DENTRO DE LAS ESTRELLAS

La teoría también mira hacia el futuro. El Sol, nuestro principal benefactor, se está haciendo más caliente, y eventualmente destruirá la vida sobre este planeta; dentro de miles de millones de años. Subsecuentemente el Sol entrará en un periodo de enfriamiento seguido por su "muerte". La muerte en un lugar es seguida por el nacimiento en algún otro lugar del cielo. Del gas interestelar nacen estrellas nuevas para tomar su lugar en nuestro Universo maravilloso.

CAPITULO X

EL SISTEMA SOLAR

PARTE 1: EL SOL

DATOS SOBRE EL SOL

Diámetro: 865,400 millas (1,390,000 Km); 110 veces el de la Tierra.

Distancia a la Tierra:
media 93,000,000 de millas (150,000,000 Km)
máxima 94,500,000 de millas (153,500,000 Km)
mínima 91,500,000 de millas (146,500,000 Km)

Diámetro Angular Aparente:
media 31 minutos, 59 segundos
máxima 32 minutos, 30 segundos
mínima 31 minutos, 28 segundos

Masa: 2.2×10^{27} toneladas; 333,400 veces la de la Tierra.

Densidad media: 0.4 veces la de la Tierra.
Gravedad en la superficie: 900 pies/seg^2 (274 m/seg^2); 27.9 veces la de la Tierra.
Temperatura efectiva: 5,750°K, 9,000°F.
Magnitud: —26.7 aparente.
+ 4.8 absoluta.
Clase espectral: G-O.
Inclinación del Eje Solar respecto a la Eclíptica: 7°10'.
Periodo de Rotación, en el Ecuador: 24 días, 16 horas.
Constante Solar (energía recibida en la superficie de la Tierra):
1.94 calorías por cm^2 por minuto.
Energía Emitida (del Sol entero): 5×10^{28} caballos.

INTRODUCCION

Comparado con muchos de los miles de millones de estrellas de nuestra Galaxia, el Sol es bastante pequeño y débil. Su brillo aparente se debe enteramente a su proximidad a la Tierra, así como su tamaño aparente. La siguiente estrella en proximidad, Alpha Centauri, está 270,000 veces más lejana que el Sol. Alpha Centauri es en brillo la tercera estrella del cielo; por pura coincidencia, Alpha Centauri y nuestro Sol son semejantes en sus características, casi idénticos.

De la gran cantidad de datos sobre el Sol, dos son particularmente asombrosos:

a. El Sol, a diferencia de la Tierra, es completamente gaseoso.

A pesar de eso existe una frontera entre el Sol y su atmósfera, la cual se llama Fotosfera (Esfera de Luz), y en la cual se origina la luz del Sol. La Fotosfera es bastante opaca, lo que hace imposible ver lo que está detrás de ella. *La atmósfera solar consiste de tres capas distintas: La Capa Inversora, la Cromosfera y la Corona,* todas ellas transparentes a la luz emitida por la Fotosfera. (Véase la Figura 162.)

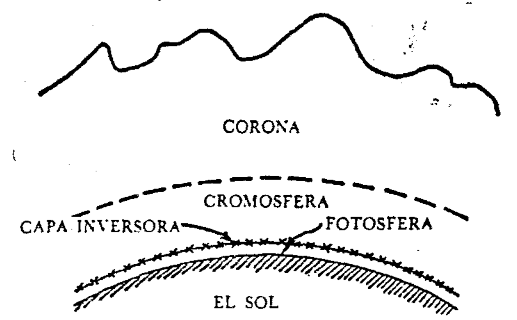


FIG. 162. La Atmósfera Solar. Se reconocen tres capas en la Atmósfera Solar; no existe entre ellas ninguna frontera definida y clara.

La capa que está inmediatamente sobre la Fotosfera (la superficie del Sol) se llama Capa Inversora. Es de sólo 1,000 millas (1,609 Km) de espesor, pero afecta substancialmente la luz emitida por la Fotosfera al quitar algunos de sus componentes.

La capa intermedia, de 6,000 millas (9,600 Km) se conoce como Cromosfera. Es aquí donde tienen su origen las prominencias y las flamas cromosféricas que producen las interferencias de radio.

La capa exterior se llama Corona. Forma una capa de un gris perla, de un medio millón de millas de espesor alrededor del Sol.

b. El otro hecho "asombroso" es que el Sol no gira alrededor de su eje a velocidad angular constante. Un punto del Ecuador completa una revolución en 25 días, mientras que un punto a los 60 Norte o Sur del Ecuador completa una revolución en 31 días.

DISTANCIA

La distancia media de la Tierra al Sol (obtenida por triangulación) es de 93 millones de millas (150 millones de Km); en Enero es unos 3 millones de millas (4.8 millones de Km) menor que en Julio.

DIAMETRO

Dada la distancia al Sol y su diámetro angular, es fácil calcular su diámetro real.

La distancia media es de 93 millones —más precisamente, de 92,870,000 millas (149,300,000 kilómetros).

El diámetro aparente a esa distancia es ligeramente mayor que medio grado de arco —precisamente de 31 minutos, 59.5 segundos, o sea de 1919.5 segundos de arco.

El diámetro angular se obtiene por la fórmula:
Diámetro Lineal = Distancia × Diámetro Angular.

El Diámetro Angular debe decirse en una unidad especial, llamada radián, que equivale a 206,205 segundos de arco.

Poniendo en la fórmula los valores conocidos, se tiene: $\text{Diámetro Lineal} = 93{,}000{,}000 \times \frac{1919.5}{206265}$,

y el resultado es que el diámetro del Sol mide 865,400 millas.

El diámetro solar es más de cien veces mayor que el de la Tierra —la Tierra, junto con la Luna que gira alrededor de ella en su órbita, fácilmente podrían caber en el Sol.

Comparado con las otras estrellas, el Sol es de tamaño medio: la estrella más pequeña tiene un diámetro de sólo 4,000 millas (6,400 Km); la más grande, tiene un diámetro estimado de casi 3,000 veces el del Sol.

VOLUMEN

Dado el diámetro, puede determinarse el volumen: es de un millón y cuarto (1,250,000) de veces mayor que el de la Tierra.

MASA

La masa se calcula con una fórmula simple:

$$\text{Masa} = \frac{2 \times (\text{distancial al sol})^2 \cdot d}{\text{constante gravitacional}}$$

Esta fórmula se deduce de tres ecuaciones básicas de la mecánica elemental:

a. Segunda Ley de Newton, $F = ma$;
b. La Ley de la Gravitación Universal, $F = \text{constante gravitacional} \cdot \frac{Mm}{r^2}$; y, *c.* $d = \frac{1}{2} at^2$, para la cual si $t = 1$ seg, $d = \frac{1}{2} a$.

Como se aplica aquí,

m es la masa de la Tierra;
M, la masa del Sol;
r, la distancia entre el Sol y la Tierra;
a, la aceleración de la Tierra hacia el Sol;
d, la distancia que la Tierra caería hacia el Sol en ausencia de la fuerza centrífuga: un noveno de pulgada por cada segundo. Esto es, si por algún motivo cesara la Tierra de girar alrededor del Sol, caería hacia el Sol un noveno de pulgada (2.8 mm) por segundo.

Eliminando F de las primeras dos ecuaciones, se obtiene lo siguiente:

$$ma = \text{constante gravitacional} \cdot \frac{Mm}{r^2}$$

o,

$$a = \text{constante gravitacional} \frac{M}{r^2}$$

substituyendo en la tercera ecuación

$$2d = \text{constante gravitacional} \frac{M}{r^2}$$

o,

$$\text{Masa} = \frac{2r^2d}{\text{constante gravitacional}}$$

En esta fórmula, si r está en centímetros, y d está en centímetros, la constante gravitacional es de 6.7×10^{-8}.

La masa del Sol calculada así es de 2×10^{33} gramos, o sea $= 2 \times 10^{30}$ kilogramos, o sea aproximadamente 4.5×10^{30} libras, o 2.2×10^{27} toneladas, o más de dos mil billones de toneladas.

Es decir que tiene ⅓ de millón de veces más masa que la Tierra. El Sol, colocado en un lado de una balanza, igualaría el peso de 333,400 Tierras colocadas en el otro.

En comparación con otras estrellas, la masa del Sol es media. Hay estrellas que tienen 100 veces más masa; otras tienen una masa de 1/7 o menos que la del Sol.

DENSIDAD

Conociendo la masa del Sol y su volumen, es fácil calcular su densidad.

$$\text{Densidad} = \frac{\text{Masa}}{\text{Volumen}}$$

El resultado de ese cálculo puede decirse de dos maneras:

a. La densidad del Sol es 1.4 veces la del agua. Un pie cúbico de su materia pesaría $62.4 \times 1.4 = 87.4$ libras.

b. La densidad del Sol es aproximadamente .4 de la de la Tierra.

La densidad, por supuesto, no es constante. La densidad en las proximidades del centro es mucho más grande que cerca de la superficie, debido en parte al puro peso de la materia. El peso de la materia de que está hecho el Sol produciría una presión que excedería de mil millones de atmósferas en el centro del Sol. Este valor es probablemente una suposición. Es muy probable que la presión cerca del corazón del Sol exceda en mucho a ese número; y la densidad del gas en el centro es correspondientemente grande.

NOTA: A pesar de esta presión y densidad, se cree que el Sol es enteramente gaseoso. Se basa esta creencia en el valor aceptado para la temperatura de su centro —20 a 30 millones de grados Kelvin. Ninguna substancia conocida podría permanecer en estado líquido a esa temperatura.

GRAVEDAD SUPERFICIAL

La gravedad superficial del Sol es 28 veces mayor que la de la Tierra: un niño de 10 libras registraría un peso de 280 libras en una balanza de resorte ahí.

Esta gravedad superficial se debe principalmente a la masa del Sol, la cual ejerce una fuerte

atracción gravitacional. Esta fuerte atracción gravitacional está algo disminuida por el gran radio del Sol.

Eso se refiere al Sol "como un todo"; consideraremos ahora sus partes individuales.

LA FOTOSFERA

A través de lentes obscuros se ve el Sol como un disco brillante la parte de la Fotosfera que queda hacia el observador, en la cual tiene su origen la luz solar. Su temperatura se ha calculado por diferentes métodos; la media es aproximadamente de 6,300°C o sea casi once mil grados de la escala Fahrenheit.

El brillo uniforme del disco es sólo aproximadamente correcto. Cuidadosos estudios de la fotosfera revelan que no es uniformemente brillante, sino más bien manchada o marcada por granulaciones, con diámetros de cientos de millas de longitud. Estos gránulos, que probablemente cubren el área completa de la Fotosfera, no están fijos en la superficie; cambian constantemente de tamaño y de estructura.

También aparecen de tiempo en tiempo (a) Manchas Solares, y (b) Fáculas.

a. Las *Manchas Solares* son gigantescas áreas del disco solar que se ven obscuras por comparación con las regiones vecinas, y tienen diámetros de cientos de miles de millas.

b. Las *Fáculas* son áreas de la superficie del Sol que se ven más brillantes por comparación con las regiones vecinas.

Es probable que las granulaciones, las manchas y las fáculas sean causadas por caóticos remolinos de gas. La superficie del Sol no es estática; los movimientos en la Fotosfera más bien parecen olas de un océano durante un huracán. Se cree que los gránulos sean crestas de las olas, que se mueven continuamente en la Fotosfera. *Las manchas solares parecen tornados, los cuales muy probablemente comienzan como disturbios internos, precisamente debajo de la superficie del Sol y en una etapa posterior de su desarrollo triunfan al provocar un rompimiento de la Fotosfera. Las Fáculas, según se cree, son nubes de materia solar que son arrojadas por el Sol y permanecen sobre la superficie durante breves periodos de tiempo.*

MANCHAS SOLARES

Desde que Galileo las descubrió, las manchas solares han estado bajo estudio durante los últimos 350 años. El resultado de esta investigación puede resumirse como sigue:

a. *Estructura.* La mayoría de las manchas consisten de dos partes que difieren mucho en "obscuridad".

La parte interna —cuyo nombre técnico es Umbra (sombra, en latín)— es la más obscura de las dos. Circundando a la umbra está la porción semiobscura, la Penumbra.

NOTA: Los términos "obscuro" y "semiobscuro" que se aplican a las manchas solares requieren aclaración. Realmente, la umbra obscura emite luz más brillante que el arco eléctrico más eficiente. El área *parece* obscura en contraposición al fondo del más brillante disco solar. La umbra es 3,000°F más fría que el resto de la fotosfera. Pero su temperatura es aún tremenda: 8,000°F.

b. *Tamaño.* Las manchas solares varían mucho de tamaño —desde 20,000 millas hasta diez veces esa cifra. La mancha más grande conocida, vista en abril de 1947, cubrió un área mayor que 30 veces la de la superficie de la Tierra.

c. *Latitud.* Las manchas aparecen en dos franjas de la superficie solar: una, entre los 5°N. y los 40°N. de latitud solar; la otra franja tiene números semejantes a ésos para el hemisferio sur. Hay, por supuesto, unas cuantas excepciones a esta regla.

d. *Duración.* Alrededor del 50% de las manchas solares tienen un periodo vital menor de 4 días; ocasionalmente, sin embargo, las manchas duran más de 100 días.

e. *Campo Magnético.* Cada mancha es el centro de un campo magnético, y la intensidad del campo varía con el tamaño de la mancha. Algunas manchas tienen una polaridad "norte"; otras, la polaridad opuesta.

Los estudios de los campos magnéticos se basan en el Efecto Zeeman. (Pieter Zeeman, de Holanda, descubrió en 1896 el efecto de un campo magnético sobre las líneas espectrales). *las líneas espectrales se dispersan en sus diversas componentes o se amplían materialmente bajo la influencia de un magneto poderoso.* (Véase la Figura 163.)

El modo de dispersarse o el grado de ampliación dependen del campo magnético. La información sobre el magnetismo de las manchas solares se basa en la ampliación de las líneas espectrales de la luz que viene de las manchas.

f. *Variación en el Número de Manchas.* Varía mucho el área del Sol cubierta por las manchas. Pueden pasar semanas sin una sola mancha; de nuevo, pueden verse los núcleos de las manchas en el disco solar.

El Royal Observatory de Greenwich y el Cape of Good Hope Observatory (Observatorio del Cabo de Buena Esperanza) están en constante observación de estas áreas. Todos los días se hacen determinaciones precisas. Los resultados se expresan en millonavos del área visible del Sol, y se

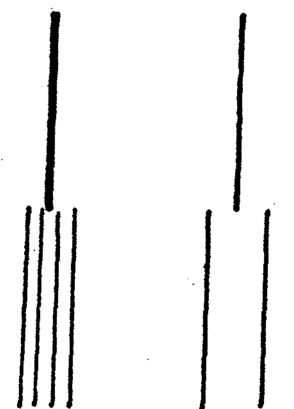
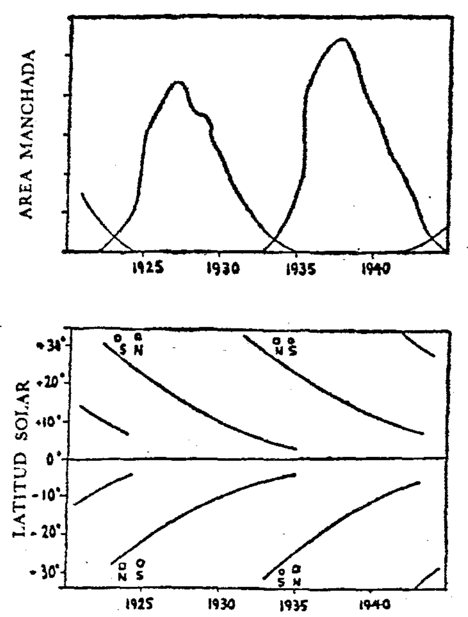


Fig. 163. Efecto del Campo Magnético sobre las Líneas Espectrales (Efecto Zeeman). La mitad superior de la figura muestra dos líneas del espectro del elemento Vanadio tal como aparece sin campo magnético. La parte inferior de la figura muestra el efecto de insertar un gran campo magnético (alrededor de 15,000 gauss) paralelamente a la luz que produce el espectro. Una de las líneas "se dispersa" en cuatro componentes; la otra en dos.



Figs. 164 y 165. Ciclos de Manchas Solares. El diagrama superior muestra la variación del área del Sol cubierta por las manchas durante un ciclo completo (1922-1946). El ciclo completo consiste de dos semiciclos, con máximos en los años 1928 y 1937. El diagrama inferior señala las variaciones en latitud y la polaridad magnética. Al principio del ciclo aparece un par de manchas en la latitud 35°N; la mancha occidental tiene una polaridad magnética sur, y la otra una norte; aparece otro par en los 35°S con polaridades invertidas. Hacia 1928 el área cubierta estaba en un máximo (1390 partes de un millón del área visible del Sol estaban cubiertas, en promedio). Las manchas se movieron hacia el Ecuador: su latitud media era de sólo 18°. Al principio de 1930 las manchas estaban en un mínimo, y se localizaban a unos cuantos grados del Ecuador solar: está comenzando un nuevo ciclo, aunque en latitudes mayores. La única diferencia entre la segunda mitad del ciclo y la primera, está en la polaridad magnética invertida.

promedian anualmente. El área manchada diaria media en 1933 fue de 88; y de 2,019 en 1937. Lo último significa que un promedio de 2,019/ 1,000,000 del área visible del Sol estaba cubierta por manchas.

g. *Ciclos.* Desde 1843 fue sugerido un ciclo definido para las manchas solares, y se ha verificado desde entonces. El periodo de un ciclo completo es de 22 años; cada ciclo completo se divide en dos mitades, de 11 años cada una. Las mitades de los ciclos se parecen en sus variaciones del área manchada, como se muestra en la Figura 164. Difieren en la polaridad magnética. Siguen los detalles de un ciclo hipotético de ésos:

I. El principio del ciclo es en un mínimo de las manchas, marcado por la aparición de dos manchas en la latitud 35°N, y dos manchas en la latitud 35°S. Cada par de manchas queda a lo largo de un eje este-oeste; una se llama "conductor"; la otra, "seguidor". La separación entre las dos es de 3 o 4 grados.

Son diferentes las propiedades magnéticas de los dos pares. Si el conductor del par de los 35°N tiene la propiedad de una polaridad norte, el seguidor actuará como si tuviera una polaridad sur. Las polaridades del par de los 35°S, estarán invertidas. El conductor del grupo que está bajo el Ecuador tendrá polaridad sur, y el seguidor, polaridad norte. En la Figura 165 se muestra el arreglo de las manchas al principio del ciclo.

II. Las manchas originales duraron varios días; luego hicieron su aparición otras. Habrán de notarse tres cambios:

(a) El número de manchas está aumentando.

(b) El tamaño de las manchas individuales se hace mayor.

(c) Las manchas se acercan al Ecuador.

Esto continúa durante casi cuatro años, después de los cuales se alcanza el área máxima. Luego, el área cubierta por manchas puede ser 300 veces mayor que al principio del ciclo.

III. Durante los siguientes siete años continúa el viaje hacia el Ecuador; pero el área cubierta por las manchas disminuye gradualmente. El área llega a un mínimo al final de este periodo. Este es el fin de la mitad del ciclo. De mínimo a mínimo.

IV. Mientras que las manchas finales van en camino en los 5°N y 5°S, las manchas iniciales de la segunda mitad del ciclo hacen su aparición en las latitudes de 35°N y 35°S. Un par aparece en las latitudes del norte, y el otro en las del sur. La segunda mitad del ciclo es semejante a la primera, con una diferencia notable: la polaridad

magnética de cada mancha está ahora invertida. Así, si la conductora en los 35°N, hace 11 años, era de polaridad norte, ahora mostrará las propiedades típicas de la polaridad sur.

Al final de 22 años comienza un nuevo ciclo. Los mínimos recientes se verificaron en los años 1889, 1913 y 1933.

NOTA: 1. Las características del ciclo de las manchas solares se hace evidente solamente en el promedio. Durante un periodo de máxima actividad de las manchas, el Sol puede estar perfectamente claro; durante un periodo de actividad mínima, puede estar cubierta de manchas una gran parte del Sol. Los dos semiciclos, por tanto, se manifiestan solamente como el promedio de una gran cantidad de datos.

2. La cifra de 11 años para un semiciclo es también un promedio; los periodos observados pueden diferir substancialmente. Se conocen semiciclos de sólo 8 años, y existen semiciclos de 14 años.

ROTACION DEL SOL

Las manchas solares dan también información sobre la rotación del Sol alrededor de su eje. Dos hechos sugieren que el Sol gira sobre su eje:

a. Todas las manchas se mueven en la misma dirección a través del Sol.
b. Las manchas quedan detrás del disco solar durante el mismo tiempo que están frente a él.

Principal entre otras pruebas es la que se basa en el efecto Doppler. Los espectros de la luz de lados opuestos del Sol muestran marcadas diferencias: el de la orilla del Sol que se "aleja" del observador muestra un corrimiento hacia el rojo; el del limbo del Sol que se acerca al observador manifiesta un corrimiento de sus líneas hacia el extremo azul del espectro.

La dirección de la rotación del Sol es la misma que la de la Tierra. Para un observador situado en el Sol, las estrellas saldrían por el horizonte oriental y se pondrían por el occidental. O, un observador situado en el exterior del Sol, mirando desde su Polo Norte, lo vería girar en la dirección contraria a la de las manecillas del reloj.

El periodo de una rotación completa alrededor de su eje *no* es constante, sino que varía con la latitud. En el Ecuador, es de 24.6 días. En la tabla se da el periodo para otras latitudes.

Latitudes Solares		*Periodo de una Rotación*
Ecuador	0°	24.6 días
	30°	26.0 "
	45°	28.4 "
	60°	31.2 "
	80°	35.3 "

El estudio de la Astronomía sería mucho más complicado si esto sucediera en la Tierra; si, digamos, un día del Ecuador fuera de 24 horas, y una rotación del eje de la Tierra en los 60° durara 30 horas.

INCLINACION DEL EJE DEL SOL

Además, las manchas dan información sobre la inclinación del eje del Sol, basada en la ligera curvatura de las rutas seguidas por las manchas: el eje solar está inclinado 7°10′ de arco respecto a una recta que hace un ángulo de 90° con la órbita de la Tierra. En Marzo, el Polo Norte Solar apunta en dirección contraria a la Tierra; en Septiembre, hacia la Tierra.

EL EFECTO DE LAS MANCHAS SOLARES SOBRE EL CAMPO MAGNETICO TERRESTRE

Parece haber una íntima correlación entre la actividad de las manchas solares y el campo magnético terrestre, porque la presencia de grandes manchas frecuentemente disturba mucho el campo magnético terrestre normal. *Esos disturbios duran varios días y se llaman Tormentas Magnéticas.* Generalmente comienza una tormenta magnética cuando las manchas están cerca del meridiano central del Sol. La tormenta sobre la Tierra puede empezar en cualquier tiempo entre dos días antes y cuatro días después del paso por el meridiano; el tiempo más probable para el comienzo es un día después del paso por el meridiano central. Ninguno de los cinco sentidos detecta las tormentas magnéticas. Ellas hacen estragos, no obstante, en el equipo que sí es afectado por el campo magnético terrestre. La brújula ordinaria de navegación es de poco uso porque su aguja no apunta a una dirección fija, sino que cambia de dirección minuto a minuto. Debido a la tormenta, las corrientes eléctricas se trastornan en la Tierra, lo cual interrumpe las comunicaciones telegráficas.

Estas son grandes excepciones en la relación entre las manchas solares y el campo magnético terrestre. En los días 13 y 14 de Noviembre de 1894 ocurrió una tormenta magnética importante, cuando casi no había manchas en el disco solar. Recíprocamente, en los días 17 y 20 de Diciembre de 1946, cruzaron el meridiano solar dos manchas grandes y activas sin causar ningunos disturbios magnéticos severos.

EL EFECTO DE LAS MANCHAS SOLARES SOBRE LAS AURORAS

Parece haber una íntima relación entre las manchas solares y las Auroras Boreales, puesto que

estas últimas son más frecuentes y más brillantes durante los máximos de manchas solares. Las auroras que se ven en el hemisferio norte de la Tierra se llaman Auroras Boreales o Luces del Norte. Son uno de los fenómenos terrestres más dramáticos; parecen una gigantesca cortina de luz multicolor, más a menudo verde, pero también rosa, lavanda y violeta.

En raras ocasiones la aurora cubre todo el cielo visible, desde el horizonte hasta el zenit.

Según lo que sabemos, las auroras resultan de partículas cargadas (electrones, protones) eyectadas por el Sol. La interacción de estas partículas con los gases exteriores de la atmósfera terrestre produce la hermosa luz de la aurora. Se cree que la forma de la aurora está muy influenciada por el campo magnético propio de la Tierra. Este campo encamina durante los últimos miles de millas a las partículas que vienen del Sol.

EL EFECTO DE LAS MANCHAS SOLARES SOBRE LOS ASUNTOS TERRESTRES

Desde que se determinó el periodo del ciclo de las manchas solares, los astrónomos han estado buscando ciclos correspondientes sobre la Tierra. Los astrónomos y los estadísticos han tratado de hallar una correlación entre las manchas solares y la razón de los nacimientos, entre las manchas solares y la actividad mercantil, entre las manchas solares y el consumo de licor, etc. Se han encontrado varias correlaciones claras: una es sobre el espesor de los anillos anuales del crecimiento de los árboles; otra, aún en discusión, es la temperatura media de la Tierra. Algunos expertos en climatología afirman que la temperatura media de la Tierra es hasta 2°F más baja en el año de un máximo de manchas solares.

Volviendo a la superficie del Sol, veamos su atmósfera.

LA CAPA INVERSORA

Este es el nombre que se da a *la más baja de las tres capas de la atmósfera del Sol.* La base de la capa es la superficie del Sol; la parte superior llega hasta unas mil millas de la superficie. El espesor se obtiene por estudios de los eclipses solares. El tiempo que tarda la Luna en cruzar la capa, y el valor conocido de la velocidad de la Luna, es lo que se usa para estos cálculos.

La capa inversora es la responsable de las muchas (miles) líneas obscuras del espectro de la luz solar, la cual, sin esa capa, daría un espectro continuo; los gases de la capa inversora absorben estas longitudes de onda particulares. El espectro resultante se ve obscuro en los lugares ocupados por estas longitudes de onda. Una curva que muestre la distribución de la energía solar indicaría esa absorción. En ciertas longitudes de onda está "arrancada" la energía normalmente presente. (Véase la Figura 166.)

Las longitudes de onda de las líneas obscuras identifican claramente la composición química de la capa inversora.

Se obtiene la identificación comparando las longitudes de onda de las líneas obscuras con aquéllas del espectro producidas por los elementos químicos en el laboratorio; así se ha revelado la presencia de 61 de los 92 elementos que hay en la Tierra. Entre los 61 elementos presentes en la capa hay hidrógeno, carbono, nitrógeno, oxígeno, aluminio, hierro, cobalto, cadmio, plomo y platino. Es muy probable que eventualmente se identifiquen más de 61 elementos.

Es probable que la proporción de varios elementos en la capa inversora subsista para el Sol

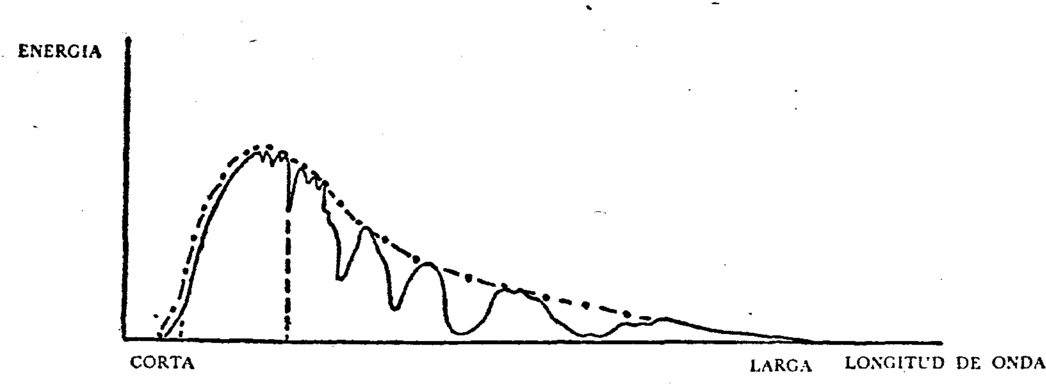


Fig. 166. Distribución de la Energía Solar. La Curva teada suave indica la distribución de energía con la longitud de onda de la luz que sale de la fotosfera del Sol. La distancia vertical a la curva indica la cantidad de energía presente en cualquier longitud de onda particular. La curva llena indica la distribución de la energía solar que llega al observador terrestre. Los bajos de la curva señalan que la energía ha sido quitada a estas longitudes de onda particulares. Algunos de los bajos de la curva llena se deben a los gases de la capa inversora; otros se deben a la absorción por el vapor de agua y el dióxido de carbono en la atmósfera terrestre.

entero: debido a la turbulencia violenta de la atmósfera hay un continuo intercambio de material entre el Sol y la capa inversora. Durante los varios miles de millones de años en que se ha verificado este intercambio se ha creado una mezcla bastante homogénea, y la capa inversora es un buen ejemplo de ello.

En peso, el hidrógeno cuenta por el 46 por ciento de los gases de la capa; el oxígeno, por el 24 por ciento; el helio, por el 6 por ciento. Los metales dan la mayor parte del peso del 24 por ciento restante.

Durante un eclipse solar puede obtenerse un espectro de relámpago de la capa inversora; el cual tiene el mismo número de líneas y las mismas longitudes de onda que las líneas obscuras del espectro solar. La diferencia entre ellos es que el espectro de relámpago consiste de líneas brillantes sobre un fondo obscuro, mientras que el espectro solar normal consiste de líneas obscuras sobre un fondo de colores.

La existencia del espectro de relámpago fue predicha teóricamente. Si los gases "más fríos" de la capa inversora absorben ciertas longitudes de onda de un espectro continuo, deben emitir las mismas longitudes de onda cuando no esté presente el espectro continuo. Un espectro de la capa inversora tomado durante un eclipse confirmó esta predicción. Se observó el espectro solar regular hasta el momento del eclipse total; en ese momento ocurrió un cambio dramático, y apareció el espectro de relámpago. El espectro "de relámpago" duró sólo dos o tres segundos.

LA CROMOSFERA

Este es el nombre de *la capa media de la atmósfera del Sol,* y su espesor medio es de unas 6,000 millas (9,600 Km). En algunas zonas del Sol puede el espesor llegar a ser de 8,000 millas; en otros, tan delgada como 5,000.

La cromosfera (Esfera de Color) debe su nombre a su color muy brillante (anaranjado), producido principalmente por una línea del espectro del hidrógeno que se designa por "H-alfa", de 6,563 Angstroms de longitud de onda.

Mucho de la investigación sobre la cromosfera puede hacerse durante el día. La ranura del espectroscopio se pone tangente al disco solar, de modo que la luz que entra por la ranura se dispersa en el prisma y entonces se debilita mucho. El color anaranjado es todo de una sola longitud de onda y no se dispersa. Por eso la luz de la cromosfera se conserva brillante en comparación con el resto de la luz.

Los estudios de la cromosfera indican que la capa superior está en un continuo estado de gran turbulencia en el cual grandes masas de gas son arrojadas hacia arriba en todas direcciones, a veces a enormes alturas.

PROMINENCIAS

Cuando la altura de una de esas turbulencias pasa de las 15,000 millas (24,000 Km) sobre la superficie de la cromosfera, se le llama Prominencia. Estas ocurren a menudo en la región de las manchas, y pueden persistir desde varios días hasta varios meses.

Las prominencias pueden describirse mejor como hojas delgadas de una llama de color anaranjado parada sobre una orilla —pareciendo a veces una estructura de plumas, y otras veces, árboles gigantescos. Sus dimensiones son formidables: una altura media de 40,000 millas (64,000 Km), y una sección de 10,000 × 1000,000 millas (16,000 × 160,000 Km). Ocurren muchas excepciones: las prominencias pueden alcanzar alturas de medio millón de millas, o más; y han excedido al diámetro del Sol, el cual mide aproximadamente un millón de millas.

Por dos razones, una característica notable de una prominencia es su velocidad:

a. Su magnitud, y

b. El modo en que cambia.

a. Son comunes las velocidades de 200 y 300 millas *por segundo*. En Septiembre de 1937 se cronometró una gran prominencia eruptiva a una velocidad máxima de 400 millas (725 Km) por segundo, y ascendió a una altura de ¾ de millón de millas en menos de media hora.

b. El cambio de velocidad es abrupto; la nueva velocidad es un múltiplo entero de la anterior. Así, puede una prominencia estar surgiendo a una velocidad de 80 millas por segundo, luego de repente cambia su velocidad a 160 millas por segundo; continúa durante un rato con esa velocidad, y entonces de nuevo repentinamente comienza a moverse a 240 millas por segundo.

Este fenómeno se llama Primera Ley de las Prominencias. No se dispone de ninguna explicación para esta Ley.

FLAMAS CROMOSFERICAS

De tiempo en tiempo aparecen en la cromosfera nubes extremadamente brillantes, conocidas como "flamas", que difieren de las prominencias en brillo, tamaño y duración. Las flamas, en su intensidad máxima, son las manchas más brillantes del Sol, aunque mucho más pequeñas que las prominencias. Aparecen y desaparecen con extraordinaria rapidez, alcanzando su brillo más intenso

en 10 o 15 minutos y desvaneciéndose en algunas horas.

Las flamas se hallan generalmente en conjunción con los grupos de manchas activas.

El interés científico en las flamas cromosféricas se debe a su efecto sobre la radio comunicación, la cual resulta sumamente perturbada durante un "periodo de flamas". Las comunicaciones normales pueden ser imposibles por horas y a veces por días.

Las fallas de radio son causadas por luz ultravioleta fuerte emitida por las flamas, al comenzar una serie de tres eventos:

I. La Ionosfera se perturba.

La radio recepción a grandes distancias se hace posible por la presencia en la atmósfera de la Tierra de capas electrificadas, las cuales, como si fueran espejos, reflejan hacia la Tierra las ondas electromagnéticas. Existen varias de tales capas concéntricas a diversas alturas, desde 40 hasta 200 millas (65 a 320 Km) sobre el nivel del mar. *Colectivamente el grupo de capas se llama Ionosfera.*

Las ondas de radio de baja frecuencia se reflejan en las capas inferiores; las de frecuencia intermedia en las capas que están a 150 millas, etc. (Véase la Figura 167.)

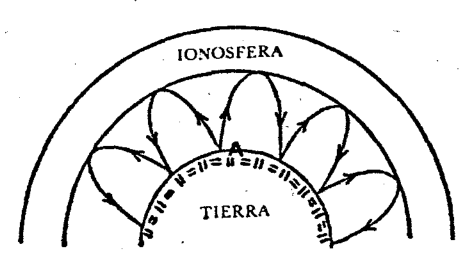


FIG. 167. La Ionosfera. La ionosfera actúa como un espejo para las ondas de radio. Las ondas emitidas por una antena transmisora en el punto A de la superficie de la Tierra se reflejan hacia atrás y hacia adelante de la superficie de la Tierra y de la ionosfera, y sucede así que llegan desde todas direcciones del globo. Las fallas (de radio) se deben primordialmente a un exceso de iones en estas capas; ese exceso absorbe las ondas de radio y no las refleja de nuevo hacia la Tierra.

En la ausencia de esa reflexión la radiotransmisión es posible solamente en línea recta. No podría recibirse ninguna señal alrededor de la superficie curva de la Tierra.

La conservación de los cascarones electrificados se atribuye a la acción de los rayos ultravioletas del Sol, cuya función es conservar en estas capas el número correcto de *partículas electrificadas, conocidas como iones.* Cuando alguna de estas partículas pierde su carga eléctrica, los rayos ultravioleta dan el repuesto, el cual se produce por interacción entre la radiación y los átomos normales de oxígeno y nitrógeno en esos niveles. En estas interacciones, los átomos pierden electrones (partículas cargadas negativamente), y los átomos restantes se convierten en iones cargados positivamente.

La producción de las partículas por radiación ultravioleta es un proceso muy delicado. La producción excesiva, o demasiado baja, trastornaría los poderes reflectores de las capas.

Es sumamente probable que los disturbios de la ionosfera sean producidos por las flamas, las cuales causan que las capas inferiores de la atmósfera se ionicen.

II. Siendo las capas inferiores las más densas, producen un número anormalmente grande de electrones y de iones positivos.

III. Las ondas que vienen del radio transmisor se agotan en la interacción con el gran número de partículas cargadas eléctricamente. El resultado de estos tres eventos es que las ondas de radio no se reflejan ya más a la Tierra, sino que son totalmente absorbidas por la ionosfera.

El 31 de Julio de 1937 las comunicaciones de radio de alta frecuencia fueron interrumpidas sobre todo el Océano Pacífico durante casi una hora, como resultado de una flama solar.

Las interrupciones de las comunicaciones de radio son, por supuesto, de gran interés militar. En diversas ocasiones se han hecho intentos para predecir estos disturbios, pero las predicciones, basadas esencialmente en la actividad de las manchas solares, son de confianza sólo un 70% de las veces.

LA CORONA

La corona es la capa superior de la atmósfera solar, visible a simple vista durante un eclipse total de Sol. Parece un halo gris perla de intrincado diseño que circunda el cuerpo del Sol; es mucho mayor que las dos capas que están bajo ella, y tiene de espesor un medio millón de millas.

La forma de la corona tiene una relación íntima con el periodo de 11 años: en un máximo de manchas, es circular y tiene pocos rayos protuberantes; en un mínimo, es elongada y radia enormes torrentes. (Véase la Figura 168.)

EL ESPECTROHELIOGRAFO

Mucho del conocimiento sobre el Sol y su atmósfera se obtuvo con la ayuda de un instrumento llamado Espectroheliógrafo. Introducido por el Prof. Hale en 1890, ha sido inestimable, capacitando al astrónomo para obtener fácilmente la distribución de un elemento en el disco solar. En

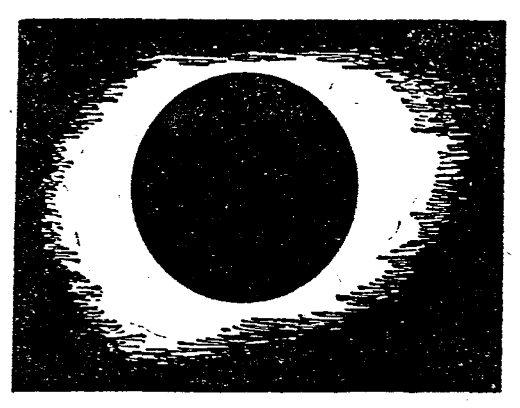


FIG. 168. La Corona. Un dibujo de la corona durante el eclipse de Sol de 1900. Las manchas de Sol estaban en un mínimo en ese tiempo; la corona está bastante elongada. El espesor es mayor en las regiones ecuatoriales del Sol.

un momento puede un astrónomo determinar la distribución del hidrógeno, oxígeno, calcio, o cualquier otro elemento de la parte de la superficie solar que mira hacia la Tierra.

El espectroheliógrafo determina no solamente la posición del elemento sobre la superficie solar, sino también la naturaleza de su movimiento. Los espectroheliogramas tomados a las manchas solares, por ejemplo, indican el movimiento de rotación del hidrógeno presente ahí.

El instrumento consiste de un espectrógrafo ordinario, al cual se ha hecho una ranura llamada Ranura del Espectro; la ranura sobre el espectrógrafo mismo se llama Ranura de la Fuente. La función de la ranura del espectro es excluir todas las longitudes de onda excepto la única deseada, característica del elemento (digamos hidrógeno) bajo estudio. Si no hay hidrógeno en la fuente, no entrará luz por la ranura del espectro.

Se coloca una placa fotográfica próxima a la ranura del espectro, conectada a la ranura de la fuente. Ambas se mueven sincronizadamente. A medida que se mueve la ranura de la fuente a través de la imagen del disco solar, la placa sigue el movimiento a través de la ranura del espectro. La placa fotográfica revelada mostrará las regiones del Sol donde hay, por ejemplo, hidrógeno. (Véase la Figura 169.)

El trabajo del espectroheliógrafo puede también explicarse como sigue:

I. La ranura de la fuente admite luz de una pequeña región del disco solar.

II. El prisma dispersa esa luz en un espectro.

III. La ranura del espectro permite solamente a una línea angosta del espectro, debida a un elemento, entrar a la placa y afectar sus compuestos químicos. Si esta región del disco solar no contiene ese elemento, no entra luz. Las substancias químicas de la placa quedan sin exposición.

IV. La ranura de la fuente, al unísono con la placa, se mueve entonces hacia otra región del disco solar, y luego a otra, hasta cubrir el disco solar completo.

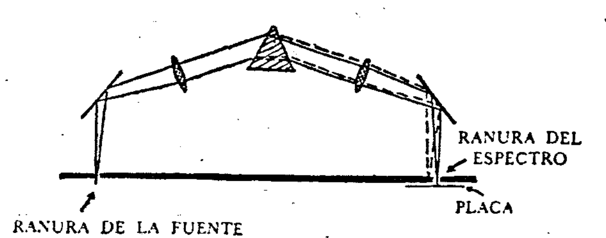


FIG. 169. El Espectroheliógrafo. La ranura de la fuente y la ranura del espectro están conectadas rígidamente. Cuando la primera se mueve a través del disco solar, la segunda se mueve por pasos a través de la placa fotográfica. La ranura de la fuente admite luz de una franja muy angosta del disco solar. La luz admitida se resuelve por un prisma en una multitud de longitudes de onda. La ranura del espectro se ajusta para una longitud de onda particular característica de uno de los elementos, digamos hidrógeno. Como las dos ranuras se mueven al unísono, cada vez que hay hidrógeno en la superficie del disco, sus características longitudes de onda pasarán por la ranura del espectro y reaccionarán con las substancias químicas de la placa fotográfica. Siempre que falte el elemento en la superficie del disco solar, no pasará ninguna luz por la ranura del espectro y esta parte particular del negativo quedará sin exposición. Así, las posiciones del hidrógeno, por ejemplo en la superficie del Sol, pueden hallarse moviendo la ranura de la fuente a través de la imagen solar.

NOTA: Este instrumento se usa primordialmente con una imagen del disco solar. No puede usarse con las estrellas, porque éstas se ven solamente como puntos de luz, aun con gran amplificación. Es de poco uso con los planetas, porque ellos simplemente reflejan la luz del Sol.

PARTE 2: LA MECANICA DEL SISTEMA SOLAR

INTRODUCCION

El Sistema Solar consiste en el Sol, los planetas y sus satélites, los planetoides, los cometas y los meteoritos. Son apropiados tanto el adjetivo "solar" como el nombre "sistema".

"Solar" indica que el Sol es lo principal: contiene aproximadamente el 99.9% de toda la ma-

teria del sistema. (La masa de todos los planetas, satélites, etc., comprende el otro .1 de 1%.) Como un resultado de esta distribución de masa, "el Sol masivo" es casi estacionario mientras que los otros cuerpos "más ligeros" giran alrededor de él.

La palabra "sistema' denota que todos los cuerpos conservan gran regularidad en sus movimientos. Desde hace siglos se conocen las leyes que gobiernan estos movimientos. De gran importancia entre las diversas leyes son las tres conocidas por el nombre de su descubridor (Johannes Kepler), y la Ley Universal de la Gravitación (primeramente enunciada por Isaac Newton.)

PRIMERA LEY DE KEPLER SOBRE EL MOVIMIENTO PLANETARIO

La órbita de cada planeta es una elipse que tiene al Sol en uno de sus focos.

DEMOSTRACIÓN:

Objeto: Trazar una elipse.
Equipo: Lápiz, un pedazo de cuerda, dos tachuelas, papel.
Procedimiento:

I. Póngase la cuerda de modo de formar un ángulo, ABC.
II. Fíjense los extremos A y C con las tachuelas, y póngase el lápiz en B.
III. Conservando tirante la cuerda, muévase el lápiz para formar la curva oval. (Véase la Figura 170.)

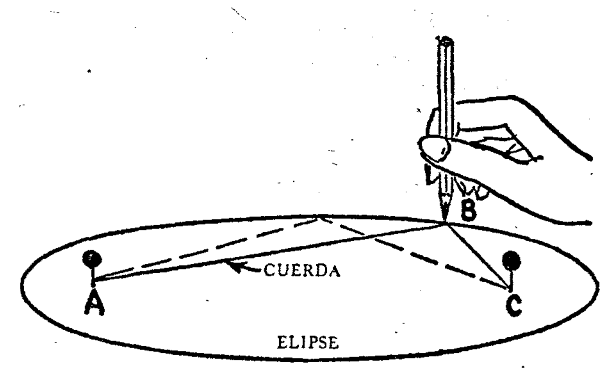


FIG. 170. Trazo de una Elipse. Fijar los extremos de la cuerda en los puntos A y C. Tirar de la cuerda para formar el ángulo en B. Conservando tirante la cuerda todo el tiempo, mover el lápiz para formar la curva oval. A es un foco de esta elipse, C es el otro.

Resultado: La curva descrita por el lápiz es una elipse. Los dos puntos que se conservaron fijos por las tachuelas se llaman focos de la elipse.

PROBLEMA 23:

Se da una elipse. Su eje mayor es de 5 pulgadas, y su eje menor es de 3 pulgadas.

Hallar: 1. La distancia entre los focos; 2. La excentricidad de la elipse.

Solución: 1. El eje mayor, el eje menor y la distancia entre los focos están relacionados por una fórmula simple. Si la longitud del eje mayor se designa por a; si la longitud del eje menor se designa por b; y la distancia entre los focos se designa por c; la fórmula es:

$$b^2 + c^2 = a^2 \quad o \quad c = \sqrt{a^2 - b^2}.$$

En este caso, $c = \sqrt{5^2 - 3^2} = 4$ pulgadas. La distancia entre los focos es de 4 pulgadas. (Véase la Figura 171.)

2. La "Excentricidad" de una elipse se define como la razón de la distancia entre los focos a la longitud del eje mayor. Se designa por "e".

$$e = \frac{c}{a}$$

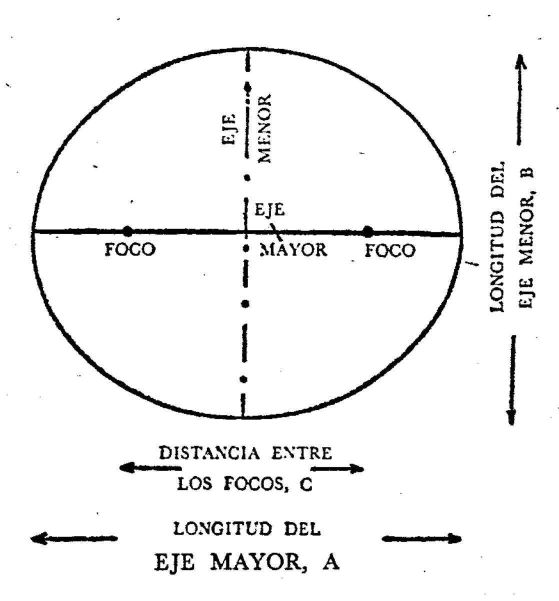


FIG. 171. En una elipse, la longitud del eje mayor, a, la longitud del eje menor, b, y la distancia entre los focos, c, están relacionadas por la fórmula

$$b^2 + c^2 = a^2$$

Esta razón, en el caso de una elipse, es siempre mayor que O y menor que 1. Indica cómo es la "excentricidad", comparada con la de un círculo. Cuando la razón es pequeña, digamos 0.1, la elipse es de poca excentricidad. Es casi circular. Cuando la excentricidad es grande, digamos 0.8, la elipse está muy alargada. En este problema la excentricidad está dada por:

$$e = \frac{4}{5} = .8$$

Los planetas se mueven en órbitas casi circulares. Las excentricidades de Venus y de la Tierra son 0.01 y 0.02, respectivamente.

Los cometas se mueven en órbitas alargadas. La órbita del Cometa de Halley es una elipse, con una excentricidad de 0.97.

SEGUNDA LEY DE KEPLER SOBRE EL MOVIMIENTO PLANETARIO

Esta ley habla de la velocidad de los planetas en sus órbitas respectivas. La velocidad no es constante, los planetas se mueven más aprisa cuando están cerca del Sol. La velocidad máxima de cualquier planeta se obtiene cuando está más próximo al Sol, y la mínima cuando está más alejado. El punto de la órbita más próximo al Sol se llama Perihelio: el más alejado, Afelio.

Aunque las velocidades de los planetas en sus órbitas no sean constantes, otro aspecto relacionado con la velocidad *sí es* constante —a saber, la velocidad con la cual la recta que une el Sol y cualquier planeta particular barre las áreas.

Se expresa esto en la versión formal de la Segunda Ley de Kepler: *El radio vector de cada planeta pasa sobre áreas iguales en intervalos de tiempo iguales.*

El radio vector es una línea imaginaria que conecta el Sol con un planeta —corto en el Perihelio y largo en el Afelio.

La Segunda Ley indica que en el Afelio los planetas se mueven más despacio que en el Perihelio, para pasar sobre áreas iguales de la elipse. (Véase la Figura 172.)

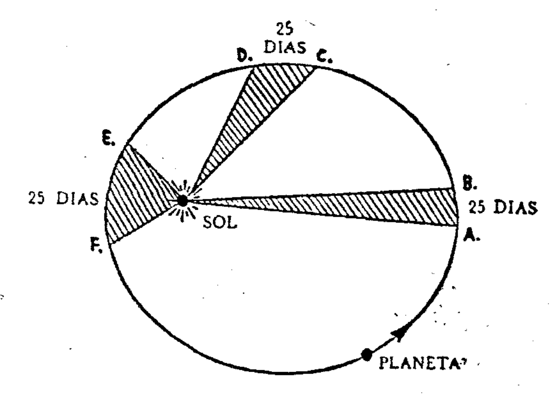


FIG. 172. La Segunda Ley de Kepler sobre el Movimiento Planetario. El radio vector habrá de cubrir áreas iguales (se muestran sombreadas aquí tres de esas áreas) en tiempos iguales (25 días). En el Afelio el planeta se movió relativamente despacio para llegar de A a B. En el Perihelio el planeta tuvo que moverse relativamente a gran velocidad para cubrir la distancia de E a F. El nombre de radio vector usado en la versión formal de la ley es una línea imaginaria que une el Sol con el planeta. La línea que une el Sol con A, o el Sol con B, o el Sol con D, etc., es un radio vector.

La velocidad media de la Tierra en su órbita alrededor del Sol es de 18.5 millas (29.8 Km) por segundo. Puesto que la órbita es casi un círculo, no varía mucho su velocidad en toda su ruta. En el Afelio se mueve la Tierra sólo media milla (0.8 Km) por segundo más despacio que en el Perihelio.

En el caso de las órbitas muy excéntricas, como las que siguen los cometas, varía mucho la velocidad orbital. El Cometa de Halley tiene en el Perihelio una velocidad de 100 millas (161 Km) por segundo; y en el Afelio, de menos de 1 milla por segundo.

TERCERA LEY DE KEPLER SOBRE EL MOVIMIENTO PLANETARIO

La Tercera Ley habla de la relación entre el periodo de un planeta y su distancia media al Sol.

El "periodo" es el tiempo que tarda un planeta en completar una revolución alrededor del Sol. Para la Tierra es de 365.26 días; para el planeta Mercurio, de sólo 88 días; para Plutón, el planeta más lejano, de 248 *años.*

La Tercera Ley de Kepler dice que: *Los cuadrados de los periodos de dos planetas cualesquiera son proporcionales a los cubos de sus distancias medias al Sol.*

Esto puede expresarse como ecuación algebraica: Designemos por A y B los dos planetas.

$$\frac{(\text{Periodo de A})^2}{(\text{Periodo de B})^2} = \frac{(\text{Distancia Media del Sol a A})^3}{(\text{Distancia Media del Sol a B})^3}$$

Si se usan los datos de la Tierra para uno de los dos planetas, digamos B, la ecuación se convierte en

$$\frac{(\text{Periodo de A})^2}{(365.26)^2} = \frac{(\text{Distancia Media del Sol a A})^3}{(93{,}000{,}000)^3}$$

Esta ecuación tiene dos variables: el periodo de un planeta y su distancia media. Si por observación se obtiene una de éstas, algebraicamente puede calcularse la otra.

PROBLEMA 24:

El periodo del planeta Marte es de 687 días. Calcular la distancia media de Marte al Sol.

Solución: Poniendo en la ecuación los datos:

$$\frac{(\text{Distancia Media de Marte al Sol})^3}{(93{,}000{,}000)^3} = \frac{(365)^2}{(687)^2}$$

Respuesta: La distancia de Marte al Sol es de 142,000,000 de millas (228,000,000 Km).

NOTA: La Tercera Ley de Kepler no es bastante completa. La forma completa fue desarrollada por Newton. En la forma completa, "los cuadrados de los periodos" tienen que multiplicarse por la masa combinada del Sol y el planeta. La ecuación correcta es:

$$\frac{(\text{Periodo de A})^2\ (\text{Masa del Sol y el Planeta A})}{(\text{Periodo de B})^2\ (\text{Masa del Sol y el Planeta B})} = \frac{(\text{Distancia Media de A})^3}{(\text{Distancia Media de B})^3}$$

VALUACION DE LAS TRES LEYES DE KEPLER

El descubrimiento de estas leyes fue una piedra miliar, no sólo en la historia de la Astronomía, sino también en la historia de la ciencia en general. Es un monumento eterno, no sólo a la brillantez de Kepler, sino también a su devoción a la Ciencia, a la cual dedicó infinito trabajo y paciencia.

Había una objeción a estas leyes, sin embargo, una objeción muy importante. Las Leyes de Kepler no explicaban la conducta de los planetas, por qué se mueven en sus órbitas elípticas, o por qué sus velocidades cambian como lo hacen.

Pronto fueron proporcionadas las respuestas por Sir Isaac Newton en su libro que marcó una época, los *Principios Matemáticos de la Física.* Ahí, Newton demostró que los planetas se comportan como lo hacen debido a una ley Universal más fundamental: la Ley de la Gravitación; y que las Tres Leyes de Kepler son solamente consecuencias de esa ley universal.

LEY UNIVERSAL DE LA GRAVITACION, DE NEWTON

La ley, que trata con fuerzas entre objetos materiales, dice que toda partícula de materia atrae a toda otra partícula de materia con una fuerza que depende de tres factores:

a. Masa de un objeto.
b. Masa de otro objeto.
c. La distancia entre los objetos.

Frecuentemente estos factores se designan por M, m y r, respectivamente.

La expresión formal de la ley es: *Toda partícula de materia del Universo atrae a toda otra partícula con una fuerza proporcional al producto de sus masas, e inversamente proporcional al cuadrado de la distancia entre ellas.*

También puede expresarse la ley como una ecuación algebraica:

$$F = \text{constante gravitacional} \cdot \frac{Mm}{r^2}$$

La constante gravitacional depende de las unidades usadas para las masas, para la distancia y para la fuerza. Si M y m se expresan en gramos,

r en centímetros, y
F en dinas,

entonces el valor de la constante gravitacional es 6.7×10^{-8}. La fórmula para la Ley de la Gravitación Universal sería entonces:

$$F = 6.7 \cdot 10^{-8} \frac{Mm}{r^2}$$

PROBLEMA 25:

Una masa de 2,000 gramos (de 4.4 libras), está a una distancia de 2.54 centímetros (aproximadamente una pulgada) de otra masa de 5,000 gramos. Hallar la fuerza de atracción entre estos dos cuerpos.

$$F = 6.7 \cdot 10^{-8} \frac{2000 \times 5000}{(2.54)^2} = .1 \text{ dina.}$$

Respuesta: La fuerza con la cual cada masa atrae a la otra es de .1 dinas.

Una dina es una fuerza extraordinariamente pequeña, muchísimo más pequeña que una libra de fuerza. Una libra de fuerza equivale aproximadamente a 500,000 dinas.

APLICACIONES DE LA LEY DE LA GRAVITACION

La ley fue una ayuda enorme para resolver una multitud de problemas. Entre los principales están:

I. La caída libre de los cuerpos. Todo cuerpo sin soporte caerá hacia el centro de la Tierra.

II. Las mareas oceánicas y las mareas atmosféricas.

III. Movimiento de los cometas.

IV. Precesión de los equinoccios.

V. Movimiento de los planetas. Si la fuerza gravitacional entre la Tierra y el Sol cesara, la Tierra saldría en tangente. Es un resultado directo de esta ley que los planetas giran alrededor del Sol en la forma en que lo hacen.

Se muestra este resultado en la Figura 173.

Los nueve planetas se mueven en órbitas elípticas a diversas distancias del Sol, en sentido contrario a las manecillas del reloj.

Aunque la ley de la gravitación se aplica, por supuesto, a las estrellas y a las galaxias, su efecto es más fácil de ver en el caso de los planetas debido a la presencia de *una* gran masa (el Sol) que actúa sobre varias masas pequeñas y próximas (los planetas). Es extremadamente pequeña la perturbación de estos movimientos por causa de las estrellas.

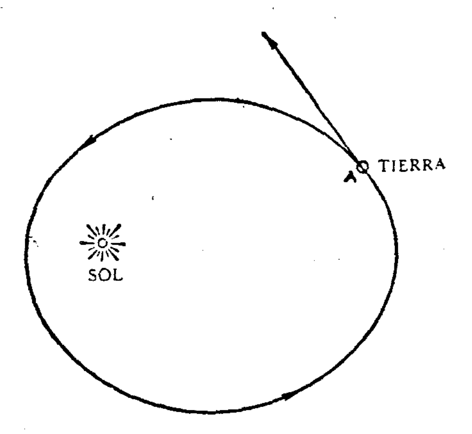


FIG. 173. Efecto de la Atracción Gravitacional. Se debe a la atracción gravitacional que el Sol y la Tierra continúen moviéndose en sus órbitas. En la ausencia de esta atracción la Tierra abandonaría su órbita elíptica y saldría en tagente, tal como en el punto A, alejándose continuamente del Sol.

MOVIMIENTOS APARENTES DE LOS PLANETAS VISTOS DESDE LA TIERRA

El movimiento real de los planetas no puede observarse desde la Tierra, porque ésta se encuentra en continuo movimiento. Las observaciones solamente indican el movimiento de los planetas relativo al de la Tierra. A veces la velocidad relativa de un planeta, con respecto a la Tierra, es mayor que su velocidad real, como cuando la Tierra y el planeta se mueven en direcciones opuestas; otras veces la velocidad relativa del planeta es menor que su velocidad real, como cuando el planeta y la Tierra se mueven en la misma dirección.

De particular interés en el movimiento aparente de los planetas es la Fase Retrógrada. Los planetas se mueven entonces en una dirección opuesta a la normal. (Véase la Figura 174.)



FIG. 174. Movimiento Retrógrado. Según se ve contra el fondo de la esfera celeste, el planeta se estaba moviendo en A en la dirección normal (esto se llama "movimiento directo"), y continuó así hasta el punto B. Desde B hasta C el movimiento es en la dirección opuesta a la normal (movimiento retrógrado). En el punto C, el planeta hace una vuelta en U y continúa en movimiento directo.

El movimiento retrógrado, o sea hacia atrás, de varios planetas, tuvo perplejos a los astrónomos durante siglos, hasta que fue finalmente explicado por Copérnico. Un ejemplo ayuda mucho a visualizar el movimiento retrógrado aparente.

Hagamos que el círculo anterior de la Figura 175 represente la órbita de la Tierra alrededor del Sol, y que el círculo grande represente la órbita de Marte. La Tierra, por estar más cerca del Sol, se mueve más aprisa que Marte. Hagamos que la parte superior de la figura represente una parte de la esfera celeste. La esfera sirve como un fondo sobre el cual se observan los movimientos de Marte.

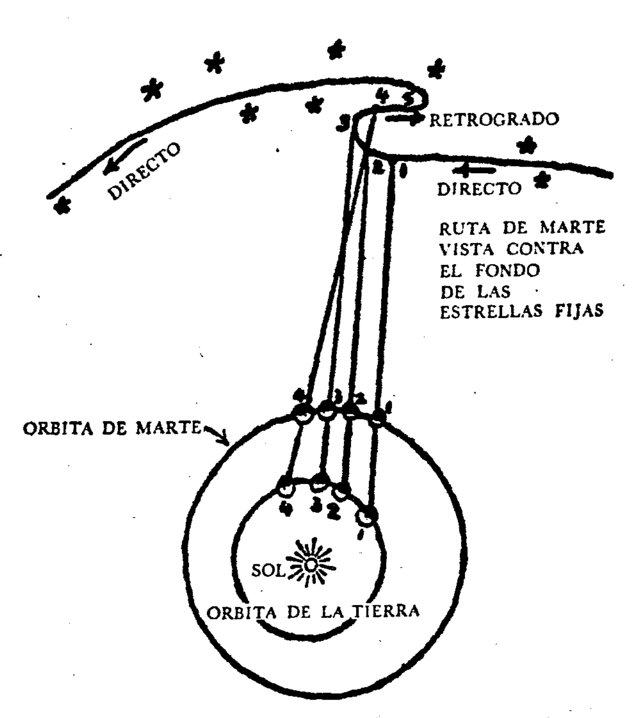


FIG. 175. Explicación del Movimiento Retrógrado. La Tierra, por estar más cerca del Sol que Marte, se mueve más rápidamente que él (la Tierra completa una revolución en 365 días; Marte en 687). En el punto 1, Marte está "adelante" de la Tierra; su movimiento es directo. En el punto 5 la Tierra está "adelante" de Marte, y parece que este último camina hacia atrás.

Cuando la Tierra esté en la posición 1, Marte estará en el lugar 1 sobre la esfera celeste. Varias semanas después, tanto la Tierra como Marte se habrán movido en sus órbitas. Marte está ahora en el punto 2. Cuando la Tierra se mueva a través de las posiciones 3, 4 y 5, el camino seguido por Marte en la esfera celeste será el de un cuerpo en movimiento retrógrado.

PERIODOS SIDERAL Y SINODICO DE UN PLANETA

En relación con los planetas, hay dos definiciones de periodo: (a) *Periodo Sideral;* y (b) *Pe-*

riodo Sinódico. Difieren en longitud debido al movimiento de la Tierra.

a. *El Periodo Sideral es el tiempo que tarda un planeta en completar una revolución en su órbita.* Otra manera de decir lo mismo es: Es el tiempo que requiere un planeta para completar un círculo en la esfera celeste, *visto desde el Sol.*

b. El Periodo Sinódico de un planeta toma en cuenta el movimiento de la Tierra. Una definición formal es: *Es el intervalo de tiempo entre una vez en que están alineados el Sol, la Tierra y el planeta, y la vez próxima.* Puesto que tanto la Tierra como el planeta están en movimiento, el periodo sinódico difiere substancialmente del sideral.

Así, el periodo sideral de Marte es de 687 días; su periodo sinódico es de 780 días.

En el caso de Saturno, los periodos sideral y sinódico son de 29.5 años y 378 días, respectivamente. Lo primero significa que a Saturno le toma casi 30 años completar su órbita alrededor del Sol; lo último, que cada 378 días, el Sol, la Tierra y Saturno se sitúan en línea recta. Se muestra esto en la Figura 176.

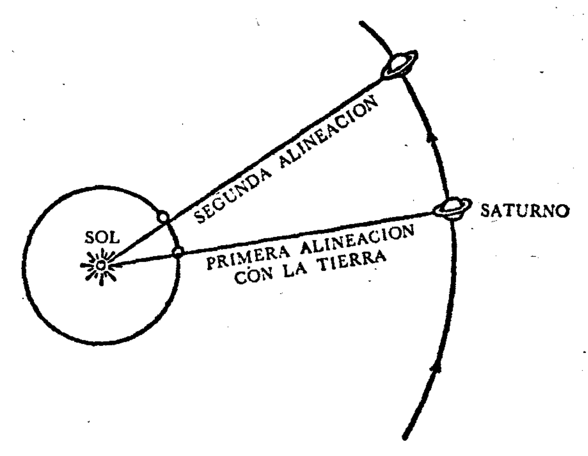


FIG. 176. El Periodo Sinódico de Saturno. Este periodo es el intervalo de tiempo entre una alineación Sol-Tierra-Saturno y la próxima vez que formen una línea recta. El periodo sinódico de Saturno es de 378 días. Está compuesto de 365 días para una revolución de la Tierra, más 13 días que requiere la Tierra para alinearse con Saturno que, mientras tanto, se ha movido a una nueva posición.

Los 378 días se componen de: (a) una revolución de la Tierra alrededor del Sol (365 días); y (b) 13 días para concidir con Saturno que, entretanto, se ha movido a una nueva posición en su órbita.

Hay dos fórmulas simples para computar los periodos sinódicos de los planetas. Una fórmula se usa para los planetas interiores y la otra para los exteriores.

Mercurio y Venus son planetas interiores. Están más cerca del Sol que la Tierra.

Las órbitas de los otros planetas son exteriores a la órbita de la Tierra. (Véase la Figura 177.)

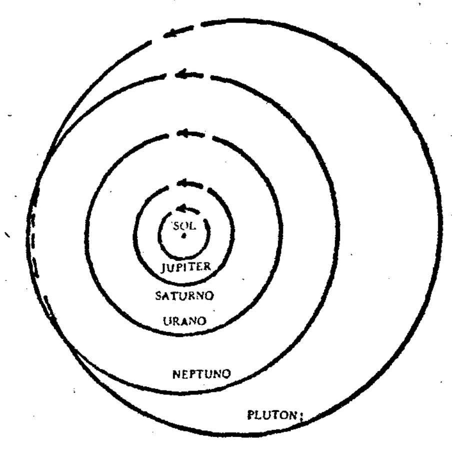


FIG. 177. Orbitas de los Cinco Planetas Exteriores. Las órbitas son elipses de pequeña excentricidad, y por eso casi parecen círculos. Todos los planetas se mueven en dirección contraria a las manecillas del reloj, como se muestra por las flechas. La longitud de la flecha indica la distancia que el planeta recorre en un año. Los cuatro planetas más interiores (que no se muestran) se mueven a lo largo de órbitas interiores a la órbita de Júpiter.

Estos son Planetas Exteriores.

La fórmula para los planetas interiores es:

$$\text{Periodo Sinódico del Planeta} = \frac{360}{P - E}$$

P es el número de grados de arco que el planeta se mueve en su órbita en un día.

E es el número de grados que la Tierra se mueve en su órbita en un día.

Para Mercurio y la Tierra,

$$P = \frac{360}{88}; \text{ y}$$

$$E = \frac{360}{365\frac{1}{4}}$$

Substituyendo estos números en la fórmula, obtenemos:

$$\text{El Periodo Sinódico de Mercurio} = \frac{360}{\frac{360}{88} - \frac{360}{365\frac{1}{4}}} = 116 \text{ días}$$

Para los planetas exteriores, la fórmula es:

$$\text{Periodo Sinódico para los Planetas Exteriores} = \frac{360}{E - P}$$

donde E y P tienen el mismo significado que en la fórmula anterior.

La demostración de esta fórmula es bastante simple. El denominador E - P es el número de grados que la Tierra gana, respecto a un planeta, en *un* día. Pero en un periodo sinódico, la Tierra da una vuelta completa (360°) más que el planeta; por eso, ese periodo es igual al número de veces que (E - P) está contenido en 360.

PROBLEMA 26:

Computar el Periodo Sinódico de Marte.

Datos: El Periodo Sideral de la Tierra es de 365¼ días, o

$$E = \frac{360}{365\frac{1}{4}};$$

y el Periodo Sideral de Marte es de 687 días, o

$$P = \frac{360}{687}$$

Respuesta: 780 días.

CAPITULO XI

LOS PLANETAS INTERIORES

PARTE 1: EL PLANETA MERCURIO

DATOS BASICOS

Diámetro: 3,000 millas (4,800 Km).
Volumen: 0.06 del de la Tierra.
Masa: 0.05 de la de la Tierra.
Densidad: 0.8 de la de la Tierra.
Distancia al Sol:
media 36,000,000 millas (58,000,000 Km.)
máxima 43,400,000 millas (70,000,000 Km.)
mínima 28,600,000 millas (46,200,000 Km.)
Velocidad orbital:
media 30 millas por segundo (48 Km.)
máxima 26 millas por segundo (42 Km.)
mínima 23 millas por segundo (37 Km.)
Periodo de una revolución sideral: 88 días.
Periodo de una revolución sinódica: 116 días.
Excentricidad de la órbita: 0.206.
Inclinación de la órbita respecto a la de la Tierra: 7°.
Periodo de rotación alrededor de su eje: 88 días.
Albedo: 0.07.
Gravitación superficial: 0.35 de la de la Tierra.
Velocidad de escape: 2.7 millas (4.35 Km) por segundo.

INTRODUCCION

Los nueve planetas pueden dividirse en dos grupos distintos: *Los Planetas Terrestres y los Planetas Mayores. Mercurio, Venus, la Tierra, Marte y Plutón, son planetas terrestres, y el nombre quiere decir que son de tamaño semejante al de la Tierra.*

Júpiter, Saturno, Urano y Neptuno, son los "planetas mayores", y tienen muchísima más masa que los terrestres.

Mercurio es el planeta más cercano al Sol; en su brillo máximo es más brillante que una estrella de primera magnitud.

TIEMPO PARA LAS OBSERVACIONES

Mercurio —debido a su cercanía al Sol— puede observarse solamente durante los crepúsculos matutino y vespertino. Cuando el planeta está al oriente del Sol, se pone poco después que éste; y cuando está al oeste, sale un poco antes. Lo más lejos que Mercurio puede estar del Sol es 28° de arco. La expresión técnica es: La máxima elongación de Mercurio es de 28°.

(La elongación es el ángulo subtendido en la Tierra por el Sol y uno de los planetas).

El tiempo en que Mercurio puede observarse se reduce aún más por lo oblicuo de esta elongación.

Nunca es la elongación perpendicular al horizonte, sino algo inclinada respecto a él. Marzo, Abril, Agosto y Septiembre son los mejores meses para observar a Mercurio, cuando la elongación es casi vertical.

Los astrónomos no limitan sus observaciones a las horas crepusculares. Eliminando la luz solar difusa del telescopio pueden continuarse durante el día las observaciones de Mercurio, especialmente cuando el planeta está lejos de la orilla del Sol. Se logra mayor precisión en las observaciones cuando el planeta está alto en el cielo (no cerca del horizonte), porque su luz es menos afectada por la atmósfera.

TRANSITOS

Ocasionalmente cruza el planeta entre la Tierra y el Sol; *ese cruce se llama Tránsito, y no*

eclipse solar, porque el planeta cubre solamente una pequeña parte de la superficie solar. Sólo con telescopio pueden observarse los tránsitos. El observador ve un pequeño círculo negro, menor que 1% del diámetro del Sol, cruzar lentamente el disco solar.

Los tránsitos ocurren en Mayo o en Septiembre. (Los próximos tránsitos de Mercurio ocurrirán, en Mayo 8, 1970, Noviembre 10, 1973 y Noviembre 12, 1986.) Raramente hay tránsitos, debido a la gran inclinación (7°) que tiene su órbita respecto a la de la Tierra, que hace que el planeta generalmente pase al norte o al sur del Sol.

Las medidas precisas de los tránsitos se usan no sólo para la exacta determinación de la órbita de Mercurio, sino también para calcular el periodo de la rotación de la Tierra —la cual, según esto, está disminuyendo su velocidad. (El periodo de rotación aumentará un segundo en los próximos 100,000 años.)

FASES

Mercurio pasa por una serie de fases, de llena a nueva, semejantes a las de la Luna. Cuando está más allá del Sol, toda o casi toda su cara iluminada puede verse por el telescopio; pero cuando queda del mismo lado que la Tierra, sólo es visible una pequeña creciente.

El brillo del planeta varía con los cambios de fase, aunque cuando "llena" está lejos de la Tierra y la "plenitud" es trastornada por la distancia.

UN DIA ES IGUAL A UN AÑO

A Mercurio le toma 88 días completar un viaje alrededor del Sol. Un año de Mercurio, por tanto, dura 88 días terrestres.

A Mercurio le toma 88 días completar una rotación alrededor de su propio eje. Así, un día de Mercurio es igual a 88 días terrestres.

El hecho de que estos dos periodos sean iguales es responsable del fenómeno de que Mercurio exponga siempre la misma cara al Sol. Y si no fuera por la libración (véase abajo), 50 por ciento de la superficie de Mercurio estaría siempre expuesta al Sol, mientras que el otro 50 por ciento estaría en la obscuridad eterna.

LIBRACIONES

La libración es un movimiento de atrás para adelante de un planeta, semejante al movimiento de oscilación de una balanza antes de quedar en

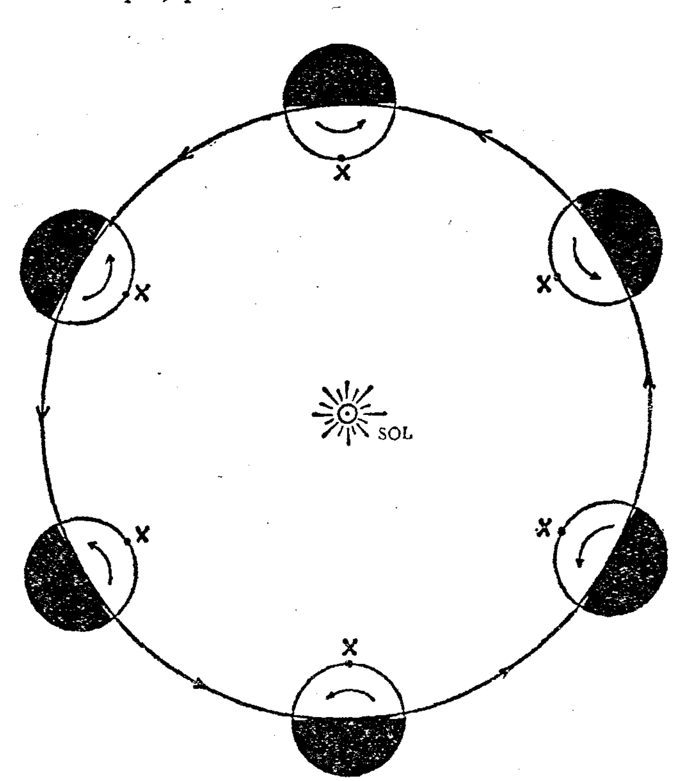


FIG. 178. Si la órbita de Mercurio fuera un círculo, no habría libraciones. Una mitad del planeta siempre recibiría luz, y la otra estaría siempre en la sombra. Nótese que un observador, representado por el punto X, completa una rotación mientras el planeta hace una revolución alrededor del Sol.

reposo (o similar al meneo de la cabeza cuando se dice "no"). Debido a este movimiento, grandes áreas de Mercurio están alternativamente expuestas al brillo y a la obscuridad. Los cálculos muestran que una zona de 134° de anchura recibe continuamente luz del Sol. La zona alumbrada por el Sol está limitada a cada lado por una zona de 47° de anchura alternativamente expuesta a la luz y a la obscuridad. El resto de la superficie de Mercurio es una zona de casi 132° de anchura, sobre la cual nunca brilla el Sol.

Las libraciones de Mercurio son causadas por el hecho de que el planeta gira alrededor de su eje a velocidad rotacional constante, completando una rotación cada 88 días, al mismo tiempo que se mueve a lo largo de su órbita a velocidades que varían desde 36 millas por segundo (en el perihelio) hasta 24 millas por segundo (en el afelio) (58 a 38.7 Km/seg), completando también una revolución en 88 días. Así, a veces tiene Mercurio la rotación adelantada respecto a la revolución, y otras veces está más adelantado en su órbita que en su rotación.

La Figura 179 muestra en detalle la cronología de una de esas libraciones.

a. En el punto A, el planeta está en el perihelio. El punto negro representa un observador sobre Mercurio, quien podría ver el Sol en el meridiano.

b. Durante los 20 días entre A y B, la velocidad orbital era mayor (cerca del perihelio) que la de rotación. Ya no está el Sol en el meridiano del observador, sino en el punto B, a 23.5° al este de él.

c. A medida que Mercurio se dirige al afelio, punto C, la velocidad rotacional aumenta. Para el observador hipotético, el ángulo (23.5°) se haría más pequeño. Cuando el planeta está en C, el Sol de nuevo estará en el meridiano del observador.

d. Durante la segunda mitad de la elipse, a través de los puntos D y A, la primera mitad se repetirá a sí misma; sin embargo, ahora el Sol se moverá hacia el oeste 23.5° y al regresar a A, estará de nuevo en el meridiano.

Recapitulando: el Sol se movió primero 23.5° hacia el este y regresó; después se movió 23.5° hacia el oeste y volvió al meridiano.

TEMPERATURA

La temperatura de la cara que continuamente da al Sol es, por supuesto, mucho más alta que la otra; las dos zonas de 47°, al recibir la luz del Sol alternadamente, tienen una temperatura intermedia. Las medidas directas del brillo solar sobre Mercurio, cuando el planeta está más próximo al Sol, indican una temperatura de 779°F. La temperatura del lado obscuro nunca ha sido medida realmente, pero estimaciones razonables la colocan cerca del cero absoluto, —460°F, la mínima temperatura posible.

La alta temperatura de Mercurio se debe a tres factores principales:

a. Su proximidad al Sol. Cada unidad de área del planeta recibe siete veces más radiación que una unidad de área igual de la Tierra.

b. No está protegido por una atmósfera. Los espectrogramas tomados a Mercurio muestran una ausencia completa de gases. El espectro de la luz que viene de Mercurio es idéntico al espectro de la luz que viene directamente del Sol. No puede hallarse ninguna traza de absorción por gas en el espectro de Mercurio.

c. Luz solar continua sobre la misma área.

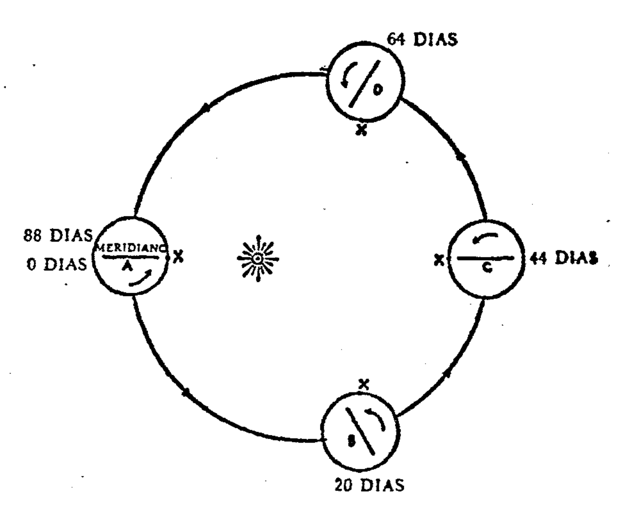


Fig. 179. Libración de Mercurio. En el punto A el planeta está en el perihelio. Un observador en el punto X vería el Sol en su meridiano. Durante los siguientes 20 días (de A a B) el Sol se traslada más aprisa que lo que gira; el Sol estará ahora 23.5° al este del observador en X. Durante los siguientes 24 días, Mercurio gira más aprisa sobre su eje que alrededor del Sol, de modo que en el Afelio está de nuevo el Sol sobre el meridiano. En la mitad superior del círculo, el mismo fenómeno se repetirá en orden inverso. Un observador en X verá al Sol moverse 23.5° hacia el este, luego 23.5° hacia el oeste, repetidamente, en forma similar al movimiento de oscilación de una balanza hasta quedar en reposo.

ALBEDO

El Albedo designa la capacidad de un objeto para reflejar la luz. Algunos objetos, por ejemplo las cúspides de las nubes, reflejan la mayor parte de la luz que cae sobre ellas; otros absorben la mayor parte de la luz, y reflejan poca. Las piedras, las rocas y el suelo son malos reflectores de luz.

Generalmente se define el Albedo como la razón de la cantidad de luz reflejada a la cantidad de luz recibida por el objeto.

Se halla que el Albedo de Mercurio es .07, esto es, 7 por ciento de la luz recibida por Mercurio del Sol se refleja hacia el espacio, y 93 por ciento de la luz es absorbida por el planeta.

GRAVEDAD SUPERFICIAL Y VELOCIDAD DE ESCAPE

La gravedad superficial de Mercurio es aproximadamente 0.35 veces la de la Tierra, es decir, la fuerza gravitacional es solamente de $\frac{1}{3}$. Un objeto de 9 libras marcaría 3 libras en una balanza de resortes ahí.

Su gravedad superficial explica la ausencia de una envoltura gaseosa (atmósfera) alrededor de Mercurio.

Debido al bajo valor de la gravedad superficial, la velocidad de escape de la superficie del planeta es de sólo 2.7 millas (4.35 Km) por segundo; cualquier objeto que salga de Mercurio con una velocidad de 2.7 millas por segundo, saldrá para siempre. (En la Tierra, la velocidad de escape es de 7 millas —11.2 Km— por segundo.)

Los gases tienen la propiedad de expandirse; todo gas se dispersa en todas direcciones y ocupa cada vez mayor volumen. La gravedad superficial de la Tierra es suficientemente fuerte para contrarrestar la tendencia expansiva de la atmósfera. En Mercurio, sin embargo, la fuerza gravitacional es demasiado débil para impedir el escape de gases. Las moléculas de los gases que generalmente tienen una velocidad mayor que 2.7 millas por segundo pueden escapar así del planeta. Si hubiera habido alguna atmósfera en Mercurio, hace mucho tiempo que se hubiera escapado, ayudada en gran medida por la intensa temperatura en parte del planeta.

PARTE 2: EL PLANETA VENUS

DATOS BASICOS

Diámetro: 7,700 millas (12,500 Km).
Diámetro angular: máximo 67 segundos de arco.
mínimo 11 segundos de arco.
Masa: 0.81 de la de la Tierra.
Densidad: 4.8 veces la del agua; 0.89 de la de la Tierra.
Distancia al Sol: media 67,270,000 millas (108,300,000 Km); 0.72 de la de la Tierra.
Elongación máxima: 47 grados.
Velocidad orbital: 22 millas (35.4 Km) por segundo.
Periodo de una revolución alrededor del Sol: 225 días, sideral; 584 días, sinódico medio.
Excentricidad de la órbita: 0.007.
Inclinación de la órbita respecto a la de la Tierra: 3°.
Periodo de la rotación alrededor de su eje: Desconocido; posiblemente 30 días.
Albedo: 0.6.
Gravedad superficial: 0.87 de la de la Tierra.
Velocidad de escape: 6.5 millas (10.5 Km) por segundo.
Distancia a la Tierra:
máxima 160,000,000 millas (258,000,000 Km)
mínima 26,000,000 millas (42,000,000 Km)

INTRODUCCION

El planeta es notable en muchos aspectos:

a. Es el objeto más brillante del cielo, con la excepción del Sol, la Luna y algunos cometas extremadamente raros. En su brillo máximo, es visible durante el día y es suficientemente fuerte como para arrojar sombras de los objetos en la noche.

b. Se acerca mucho a la Tierra hasta una distancia de 26 millones de millas (42,000,000 Km).

c. Tiene la órbita más aproximadamente circular: la excentricidad de su elipse es de sólo 0.007.

d. Su diámetro es 400 millas (643 Km) menor que el de la Tierra.

Y sin embargo, muy poco se revela sobre Venus, ya sea por observaciones telescópicas o por métodos fotográficos —por ambos métodos la vista es un disco blanco uniforme e intensamente iluminado. Las fotografías de Venus en luz ultravioleta indican la presencia de franjas obscuras que cambian día a día.

Probablemente nunca ha sido vista la superficie del planeta: la imagen es debida casi ciertamente a densas nubes que están muy altas sobre la superficie, y que obstruyen la vista y evitan la penetración de la luz del Sol.

OBSERVACIONES TELESCOPICAS

Estas observaciones se hacen a menudo durante el día, porque Venus, cuando se ve en las primeras horas de la noche, está muy cerca del horizonte. Dos modalidades íntimamente relacionadas son de interés para el observador: (a) las fases; (b) los cambios de diámetro aparente.

FASES Y DIAMETRO APARENTE

Cuando el planeta se acerca a la línea que une la Tierra y el Sol, se ve en creciente, el cual crece haciéndose más angosto a medida que se aproxima —la longitud aumenta cuando la anchura disminuye. Precisamente antes de que la luz de Venus

se interrumpa (como la Luna nueva), su creciente es 6 veces más largo que cuando está lleno. *Cuando el planeta está directamente entre el Sol y la Tierra, se dice que está en Conjunción Inferior.* Venus está lleno (como la Luna llena) cuando está en el lado opuesto del Sol respecto a la Tierra. *Ese punto de la órbita de un planeta interior se llama Conjunción Superior.* (Véase la Figura 180.)

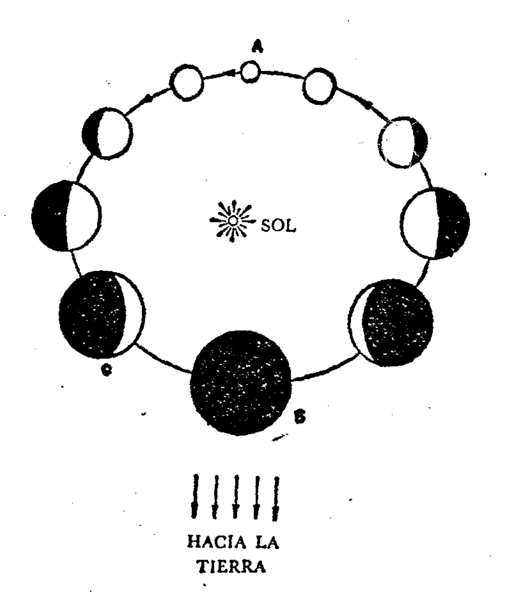


FIG. 180. Fases de Venus. Venus se ve como un disco circular de luz (lleno) cuando está en Conjunción Superior (A del diagrama). A medida que se mueve hacia la posición B (conjunción inferior), puede verse cada vez menos de la superficie iluminada de Venus según un observador terrestre. Sin embargo, debido a que su diámetro aumenta, Venus se verá en su máximo brillo 36 días antes (posición C) o 36 días después de la conjunción inferior.

BRILLO

Su notable brillo resulta de varios factores favorables:

a. su cercanía al Sol;

b. su cercanía al observador terrestre; y

c. el alto valor de su albedo. Aproximadamente el 60% de la luz que recibe Venus del Sol se refleja hacia el espacio.

No aparece Venus en su brillo máximo cuando está en su fase llena, debido a su gran distancia de la Tierra en ese tiempo. Se ve más brillante poco antes y poco después de su paso por la conjunción inferior. (Especialmente, es máximo su brillo 36 días antes y 36 días después de que cruza la línea que une la Tierra con el Sol.) Entonces, está bastante próximo a la Tierra para verse grande, y el creciente es bastante ancho como para dar una amplia superficie de reflexión.

TRANSITOS

En raras ocasiones, Venus pasa directamente enfrente del Sol; puede observarse uno de esos tránsitos a través de un vidrio ahumado sin la ayuda de telescopio. No se eclipsa la cara completa porque la sombra de Venus cubre solamente una pequeña porción de ella. Si el tránsito es central, puede ser tan largo el cruce que dure hasta 8 horas.

Uno de esos tránsitos fue observado con precisión por primera vez en 1639; se han estudiado cuidadosamente otros cuatro tránsitos posteriores, el último en 1882. El siguiente acontecerá en el año 2004.

Los tránsitos frente al Sol no ocurren en cada conjunción inferior debido a la inclinación (3°) de la órbita en que se mueve Venus respecto a la órbita de la Tierra. Como resultado, Venus está a veces en un lado y a veces en el otro lado de la órbita de la Tierra; esto es, la mitad del tiempo está ligeramente arriba de la eclíptica y la otra mitad ligeramente debajo de ella. Durante el tiempo de una conjunción inferior, cuando Venus está arriba o abajo de la eclíptica, no ocurre ningún tránsito. Es sólo cuando Venus está (a) precisamente cruzando la eclíptica y (b) en conjunción inferior, que el tránsito es posible —los dos ocurren simultáneamente, en promedio, una vez cada 50 años.

Los dos puntos de intersección entre la órbita de un planeta y el plano en que se mueve la Tierra (la eclíptica) se llaman nodos —un punto se llama "nodo ascendente"; el otro, "nodo descendente". La línea que une los dos puntos se llama línea nodal.

También pueden expresarse como sigue las condiciones para que ocurra un tránsito de Venus: Ocurrirá un tránsito si la línea que une la Tierra y el Sol coincide con la línea nodal.

LAS NUBES

No hay prueba directa de que la superficie visible de Venus consista de una densa capa de nubes; pero es múltiple la evidencia indirecta.

a. El brillo de Venus se atribuye a la reflexión desde las nubes. La roca desnuda es mala reflectora.

b. Jamás se han fotografiado marcas superficiales fijas. La fotografía usual de Venus revela un disco blanco suave y uniforme.

c. Medidas precisas muestran que la radiación emitida por el planeta mismo (no la luz del Sol reflejada) es aproximadamente la misma desde el hemisferio brillante que desde el hemisferio obscuro del planeta. Esta igualdad de la radiación

puede explicarse solamente sobre la hipótesis de que la radiación fue emitida por las nubes. Las nubes del hemisferio obscuro no podrían emitir casi tanta radiación como las nubes del hemisferio expuesto al brillo solar. Una estimación de la temperatura de estas nubes daría —30°F.

d. Pueden detectarse por fotografía unas marcas definidas semejantes a nubes, tales como grandes olas.

Una teoría sostiene que las nubes consisten de gotitas de formaldehído, para el cual la fórmula química es CH_2O. Se supone que el formaldehído se produce en Venus por la combinación de H_2O y CO_2 para formar $CH_2O + O_2$.

La carencia de H_2O en Venus se explica diciendo que se acabó en la formación de las nubes de formaldehído; y la falta de oxígeno se explica diciendo que se acabó por las combinaciones químicas (oxidación) entre los materiales de la superficie del planeta. Fácilmente podrían verificarse esas oxidaciones en las altas temperaturas que prevalecen en la superficie del planeta.

LA ATMOSFERA

En la parte superior de las nubes de Venus hay una fuerte concentración de CO_2, que muy probablemente llena también el espacio entre la superficie del planeta y la base de las nubes. No parece haber oxígeno ni hay indicio alguno de vapor de agua en la atmósfera. Si hay oxígeno o vapor de agua, deben estar bajo la capa de nubes.

Se estima que la altura de la atmósfera es de 1 a 5 millas (1.6 a 8.1 Km), basándose en estudios hechos durante la conjunción inferior. Cuando el planeta está aproximadamente a 2 grados de arco de la conjunción, el creciente se extiende mucho y forma una envoltura alrededor del planeta entero. La luz del Sol llega a este cascarón atmosférico desde atrás. Cuando el planeta está casi en línea con el Sol, la refracción atmosférica puede producir un anillo luminoso alrededor del planeta entero.

TEMPERATURA SUPERFICIAL

No se han hecho medidas directas de la temperatura superficial de Venus, pero, sin embargo, han de ser bastante altas, probablemente mucho mayores que el punto de ebullición del agua.

Esta conjetura tiene su origen primordialmente en un fenómeno conocido como "Efecto de Invernadero".

EFECTO DE INVERNADERO

Este efecto, muy bien demostrado en los invernaderos, también puede observarse en la Tierra. El techo de vidrio actúa como una trampa de energía que con mucha facilidad admite la luz del Sol, principalmente la de longitudes de onda entre 4,000 y 7,000 Angstroms, para las cuales es perfectamente transparente. No permite que salga la radiación que viene de la tierra caliente del interior de la casa, siendo opaca para ese "calor obscuro" que tiene longitudes de onda de, digamos, 100,000 Angstroms. El resultado es que la energía, en la forma de calor, se acumula en el invernadero.

El aire se comporta casi de la misma manera; es perfectamente transparente a la luz del Sol, y es opaco para la radiación emitida en la superficie. Se cree que para Venus, el "efecto de invernadero" produce una temperatura superficial de varios cientos de grados Fahrenheit.

ROTACION

Que el lado obscuro de Venus esté casi a la misma temperatura que el lado iluminado parece indicar que el planeta está girando sobre su eje. El periodo de esa rotación debe de ser bastante largo. Pero han resultado negativas las pruebas del Efecto Doppler: no se pudieron detectar los corrimientos de Doppler de las líneas debidos a un rápido giro. Si hay cualquier rotación de Venus alrededor de su eje, debe de ser bastante lenta.

Como una transacción entre los dos extremos, se sugiere ahora que el periodo es aproximadamente de 30 días.

LA VIDA EN VENUS

Es improbable que exista en Venus vida de la clase terrestre.

La ausencia total de oxígeno en Venus sugiere la ausencia de vida tanto animal como vegetal: los animales no pueden vivir sin respirar oxígeno; las plantas no pueden vivir sin exhalar oxígeno.

Una temperatura de varios cientos de grados Fahrenheit no es propia para el bienestar de animales y plantas.

Muy posiblemente prevalece una eterna obscuridad en la superficie, porque probablemente la luz del Sol no pueda penetrar la capa de nubes, y penetre solamente la parte caliente de la radiación solar.

Esto es una conjetura; hay una *ligera* posibilidad de que haya una atmósfera semejante a la

terrestre detrás de la gruesa capa de nubes de Venus.

Muy poco se sabe sobre las condiciones de la superficie de Venus. Algunos astrónomos creen que Venus tiene una superficie montañosa; otros creen que su superficie es una bola de polvo homogéneo; y aún otros teorizan que la superficie está enteramente cubierta de agua. Los que creen que Venus tiene una superficie montañosa basan su punto de vista en la observación de irregularidades en la frontera entre los hemisferios diurno y nocturno del planeta. Estas observaciones, sin embargo, no son concluyentes. Es posible que las irregularidades sean causadas por condiciones atmosféricas.

Son muy tentadoras todas las teorías anteriores. Se requerirá más exploración antes de que se puedan dar respuestas definitivas. Los datos obtenidos desde globos a gran altura revelan la presencia de vapor de agua en la atmósfera del planeta. La combinación de vapor de agua, dióxido de carbono y radiación solar, aumenta la probabilidad de que exista alguna forma de vida en Venus. Esta probabilidad sería aún mayor si la superficie del planeta estuviera cubierta de agua.

Se obtendrán respuestas definitivas a las preguntas sobre la superficie del planeta, la composición de su atmósfera y la posibilidad de vida en Venus por medio de aparatos espaciales tripulados, sin "aterrizar" en el planeta, o por un aterrizaje real en Venus.

EL VIAJE A VENUS

La distancia media de la Tierra al Sol, 93,000,000 de millas, permanece constante porque la fuerza centrífuga causada por la velocidad orbital de la Tierra alrededor del Sol, 18.5 (29.8 Km) por segundo, es precisamente igual en valor y opuesta a la atracción gravitacional del Sol. Para llevar más cerca del Sol la nave espacial que viaje con la velocidad orbital de la Tierra, la velocidad de la nave espacial debe disminuir aproximadamente a 17 millas (27.4 Km) por segundo, o sea a una velocidad relativa de —1.5 millas por segundo con respecto a la Tierra. El signo negativo implica que la nave espacial debe lanzarse en una dirección opuesta a aquella en que se está moviendo la Tierra.

Además de la velocidad de 1.5 millas por segundo, la nave espacial requeriría suficiente velocidad para escapar del campo gravitacional terrestre, otras 7 millas por segundo.

Desde el punto de vista de la economía de combustible, la mejor ruta a seguirse es una elipse, con el punto de lanzamiento cuando la Tierra esté en el afelio y el punto de contacto con Venus en el perihelio. (Véase la Figura 180A.)

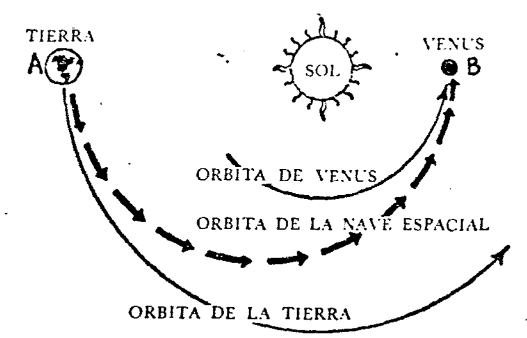


FIG. 180A. La órbita que debería seguir la nave espacial para un consumo mínimo de combustible está indicada por las flechas gruesas.

Dar a la nave espacial la velocidad y dirección apropiadas son solamente dos de las tareas implicadas en hacer que una nave espacial vaya de la Tierra a Venus. Otros factores que deben considerarse son:

1. Llevar la nave espacial a través de la atmósfera terrestre por una ruta que minimice la fuerza mecánica causada por la fricción.
2. Regular la velocidad de la nave de manera que sea baja cuando el aire sea denso y de modo que la velocidad aumente cuando la densidad del aire disminuya.
3. Disminuir la velocidad de la nave espacial cuando se aproxime a la superficie del planeta.
4. Planear el aterrizaje sobre la superficie, cuya consistencia es desconocida. Podría ser tan sólida como una roca o tan fluida como el agua.
5. Determinar las reacciones biológicas a que se verá expuesto el cuerpo humano durante las diversas fases del viaje.

CAPITULO XII

LA TIERRA Y SU LUNA

PARTE 1: LA TIERRA

DATOS BASICOS

Diámetro: Ecuatorial 7,927 millas (12,800 Km)
Polar 7,900 millas (12,720 Km)
Area de la superficie: 195 millones de millas cuadradas (505 millones de kilómetros cuadrados).
Volumen: 26 mil millones de millas cúbicas (108 mil millones de kilómetros cúbicos).
Masa: 6.6 $\times$ 10^{21} toneladas.
Densidad: 5.5 veces la del agua.
Distancia al Sol: 93,000,000 de millas (150,000,000 Km).
Velocidad orbital: media, 18.5 millas por segundo (29.8 Km/seg).
Periodo de una revolución alrededor del Sol: Sidéreo, 1 año, o 365.24 días solares medios.
Excentricidad de la órbita: .017.
Periodo de rotación alrededor del eje: 23 horas, 56 minutos, 4 segundos.
Inclinación del Ecuador respecto a la órbita: 23.5 grados.
Radiación solar recibida: 1.94 calorías por centímetro cuadrado por minuto.
Albedo: 0.4.
Aceleración al nivel del mar: 32.2 pies (9.8m) por segundo por segundo.
Velocidad de escape: 7.0 millas (11.26 Km) por segundo.

INTRODUCCION

La Tierra es uno de los más pequeños de los nueve planetas que giran alrededor del Sol; en diámetro es el quinto, en masa es el quinto, y en distancia al Sol es tercero. O sea que es muy parecido a varios otros planetas.

Según lo observado, es el único lugar del Universo en que existe "la vida".

Como base para las observaciones astronómicas, está muy lejos de ser excelente, siendo su mayor inconveniente el que no es estacionaria, de manera que todas las observaciones deben corregirse debido a su movimiento. Tampoco es simple su movimiento; es, más bien, una combinación altamente compleja de cuando menos *seis* movimientos elementales:

a. Gira alrededor de su eje (una vez al día).

b. El eje gira alrededor del Sol (una vez al año).

c. El eje tiene precesión.

d. El eje tiene nutación.

e. El Sol, con la Tierra y los otros planetas, viaja por el cúmulo local de estrellas con una velocidad de 12 millas (18.6 Km) por segundo.

f. El cúmulo local de estrellas toma parte en la rotación alrededor del centro de nuestra Galaxia con una velocidad de cientos de millas por segundo.

Los sentidos no lo hacen consciente a uno de estos movimientos, del mismo modo que los pasajeros de un tren de marcha suave difícilmente se percatan de su velocidad.

Solamente cuando se hacen medidas de los movimientos de otros cuerpos celestes tienen que considerarse cuidadosamente los efectos del movimiento de la Tierra.

ROTACION

La Tierra gira alrededor de su eje en sentido contrario a las manecillas del reloj, completando una revolución en un día sidéreo, cuya duración es de 23 horas, 56 minutos y 4 segundos. (El día sidéreo es más corto que el día "de reloj", el cual se llama "día solar medio").

Muchos experimentos demuestran que la Tierra gira alrededor de su eje; uno de los más decisivos es el inventado por el físico francés J. B. L. Foucault, en 1851, en el cual se hace directamente visible la rotación de la Tierra.

El único equipo necesario es un péndulo, el cual puede consistir de una esfera de plomo, y un alambre de suspensión. Para obtener resultados precisos:

a. el alambre de suspensión habrá de ser largo;

b. la esfera de plomo habrá de ser pesada; y

c. el péndulo debe suspenderse de buenos cojinetes.

De acuerdo con la teoría en que se basa el experimento, un péndulo que oscila libremente conserva su oscilación en un plano —esto es, si un péndulo comienza en una dirección norte-sur, continuará oscilando en esa dirección hasta que la resistencia del aire o la fricción lo pongan en reposo. (Véase la Figura 181.)

(El mejor lugar, científicamente, para llevar a cabo el experimento es en el Polo Norte terrestre.)

El procedimiento es el siguiente:

a. Poner a oscilar el péndulo.

b. Marcar en el suelo una línea que indique la traza del péndulo.

c. Observar que una hora después esta línea ha girado un ángulo de 15° en dirección contraria a las manecillas del reloj, en relación con el plano en que oscila el péndulo.

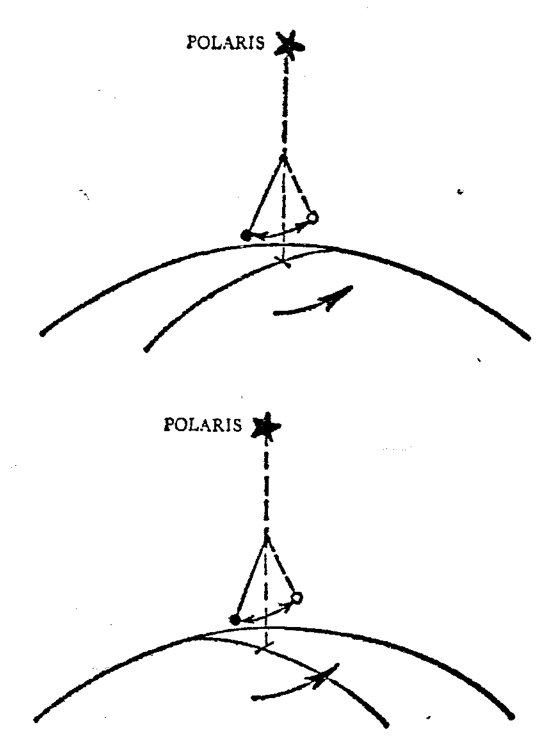


FIG. 181. (a) El Péndulo de Foucault (arriba). Experimento efectuado en el Polo Norte. Nótese la línea trazada al principio del experimento. (b) El péndulo (abajo) continúa oscilando en el mismo plano. La línea se ha movido en dirección contraria a las manecillas del reloj. Al final de 6 horas la traza hace un ángulo de 90° con el plano en que oscila el péndulo.

d. Observar que en un día sideral la línea completa una revolución, en sentido contrario a las manecillas del reloj.

El experimento original se efectuó en el Panteón de París, con un alambre de suspensión de 200 pies (61 m) de largo. En la latitud de París el experimento es ligeramente más complicado; no obstante, es inobjetable la conclusión de que la Tierra gira alrededor de su eje.

NOTA: No nos percatamos del movimiento real de la Tierra. Lo que se observa es un movimiento aparente, el movimiento aparente de la esfera celeste —esto es, las estrellas y el Sol salen por el horizonte oriental y se ponen por el horizonte occidental. Esta relación entre los movimientos real y aparente tiene su contraparte en el movimiento de un tren. Mirando por una ventana de un tren que se dirige hacia el norte, ve uno el movimiento aparente del terreno vecino hacia el sur.

Varios efectos se deben directamente al movimiento de rotación de la Tierra:

a. La procesión de los días y las noches. Todo lugar de la Tierra alternativamente da el frente al sol (día) o al lado opuesto al Sol (noche).

b. La rigidez del eje. El eje de la Tierra conserva su inclinación respecto a su órbita, apuntando todo el tiempo a la Estrella del Norte; a este respecto, la Tierra rotatoria se parece mucho a un giroscopio. También, como un giroscopio, el eje de la Tierra tiene precesión.

c. Una fuerza centrífuga —grande en el Ecuador y nula en los polos— actúa sobre todo objeto de la Tierra, en parte por el hecho de que los objetos pesan más en los polos que en el Ecuador. (La diferencia en peso es minúscula y tiene principalmente interés científico.)

d. El achatamiento de la Tierra en los polos fue causado probablemente por la rotación en el tiempo en que la superficie estaba aún líquida o plástica.

LA FORMA DE LA TIERRA

La Tierra es de forma muy aproximadamente esférica, sólo ligeramente modificada por sus montañas y valles; en efecto, si se hiciera a escala del tamaño de una bola de billar, sería una bola más perfecta.

La esfera está ligeramente achatada en los polos: el diámetro polar es 27 millas (43.5 Km) menor que el del Ecuador. En este aplanamiento consiste el "esferoide achatado" con que se describe la forma de la Tierra.

También, en parte, se debe a este achatamiento la variación del peso con la latitud; puesto que un objeto situado en el polo está más cerca del centro de la Tierra, su peso es mayor. El cambio de peso del Ecuador al polo es de casi ½ de 1%.

REVOLUCION ALREDEDOR DEL SOL

La Tierra también gira alrededor del Sol, en sentido contrario a las manecillas del reloj. (La órbita de la Tierra tiene forma de elipse, con el Sol en uno de los focos.) (Véase la Figura 182.)

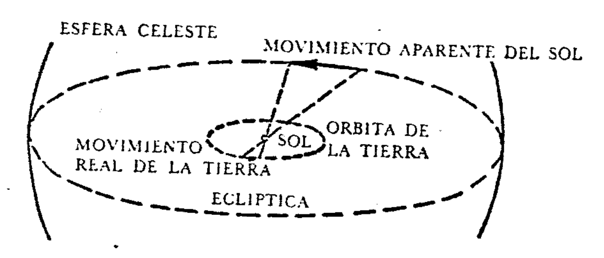


FIG. 182. El movimiento real es el de la Tierra alrededor del Sol. Este da por resultado un movimiento aparente del Sol alrededor de la Tierra. La ruta del Sol proyectada sobre la esfera celeste se llama Eclíptica. El último término (Eclíptica) puede también definirse de otras dos maneras: La Eclíptica es la ruta de la Tierra vista desde el Sol proyectada sobre el fondo de la esfera celeste, o La Eclíptica es la intersección con la esfera celeste de un plano infinito que contiene a la órbita de la Tierra.

Nuevamente, no vemos el movimiento *real,* sino más bien el movimiento aparente del Sol, el cual parece, en el transcurso de un año, hacer una revolución alrededor de la Tierra. *Se llama Eclíptica esta órbita aparente del Sol; se le llama Zodíaco en una faja de 8° de ancho a cada lado de la Eclíptica.* En la faja hay doce constelaciones prominentes (Constelaciones Zodiacales), por las cuales pasa el Sol, en su movimiento aparente, una vez cada año. Estas son: Aries, Taurus, Gemini, Cáncer, Leo, Virgo, Libra, Scorpio, Sagittarius, Capricorn, Aquarius y Piscis. A fines de Marzo el Sol está en la constelación de Piscis.

Si pudiera eliminarse la brillante luz solar, el Sol podría realmente verse dentro de la Constelación en Marzo. Aries y Taurus sirven en seguida como huéspedes temporales. Durante los meses de verano, el Sol pasa por Gemini y Leo, y así sucesivamente hasta completar las doce constelaciones zodiacales.

Para definir el "año" se usa este movimiento aparente del Sol alrededor de la Tierra. *Un "Año" es el tiempo que le toma al Sol completar el circuito de las estrellas.* Este es un "Año Sidéreo", y no el año en que generalmente pensamos, el cual se llama "Año Trópico", y que es 20 minutos más corto.

INCLINACION DEL ECUADOR RESPECTO A LA ECLIPTICA

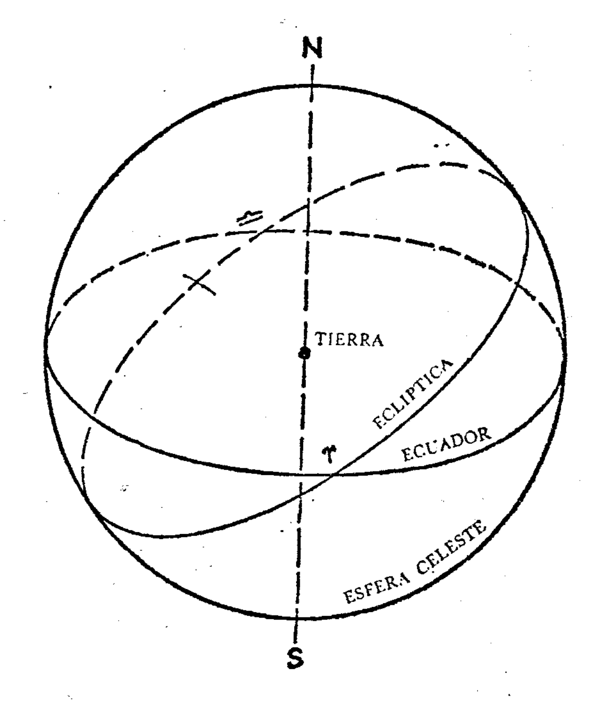
La ruta que sigue el Sol en su movimiento aparente sobre la esfera celeste está inclinada respecto al Ecuador Celeste, siendo el ángulo entre los dos círculos de 23 grados y 27 minutos.

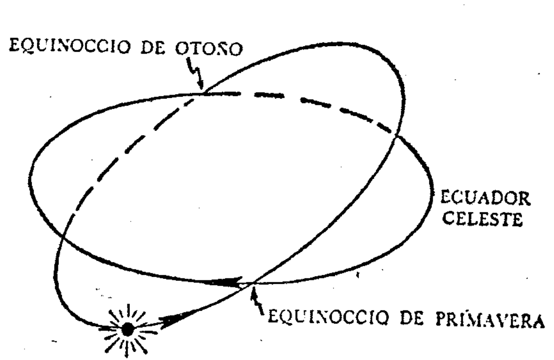
Uno de los puntos en que se cortan los círculos se designa por el símbolo ♈ y se conoce como Primer Punto de Aries; aquí, el Sol cruza el Ecuador Celeste en su camino de la porción sur a la norte de la Eclíptica.

El otro punto se designa por el símbolo ♎, y se llama Primer Punto de Libra. Cuando el Sol está en cualquiera de esos dos puntos, el día es de igual duración que la noche, en toda la Tierra.

El Sol está en ♈ el 21 de marzo, o cerca de esa fecha; también se conoce este punto como Equinoccio Vernal (traducción literal: Primavera igual noche). Está en ♎ el 23 de Septiembre, o cerca de esa fecha; al Primer Punto de Libra se le llama también Equinoccio de Otoño. (Véanse las Figuras 183 y 184.)

La inclinación entre las dos rutas es la causa primaria de las estaciones terrestres. Cuando el Sol está al norte del plano Ecuatorial, hace calor en el hemisferio norte y frío en el hemisferio sur por dos razones principales:





FIGS. 183 y 184. La ruta aparente seguida por el Sol en la esfera celeste se llama Eclíptica. Está inclinada 23° 27′ respecto al Ecuador terrestre (o celeste). Los puntos de intersección de las dos órbitas se llaman equinoccios.

a. Los rayos del Sol están más concentrados. Se ilustra esto en la Figura 185. En el hemisferio norte, los rayos dan el calor para el pequeño

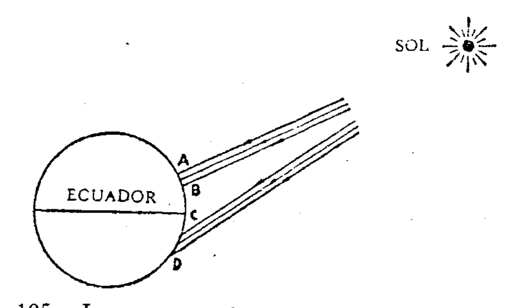


FIG. 185. Los rayos en el hemisferio norte se concentran en el pequeño arco AB. El mismo grupo de rayos al caer en el hemisferio sur se dispersan sobre el arco grande CD. Esta es la razón principal para la estación caliente en el hemisferio norte.

arco AB; en el sur, se distribuyen sobre un arco mucho más grande, CD. El hemisferio sur recibe menos calor por unidad de área.

b. El Sol permanece más tiempo sobre el horizonte en el hemisferio norte. En los 40°N, digamos, en Junio, la luz del día dura 15 de las 24 horas. (Véase la Figura 186.)

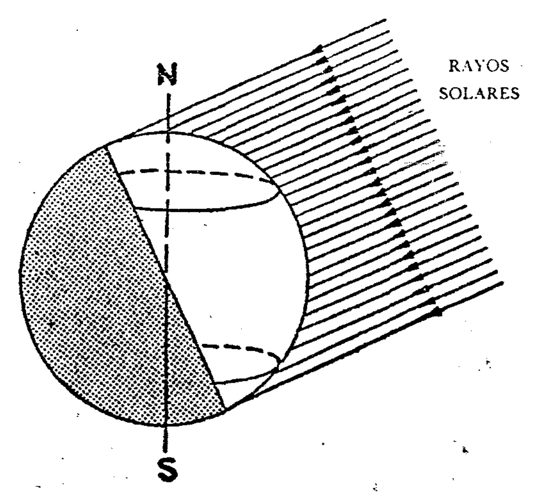


Fig. 186. La luz del día dura más de 12 horas en el hemisferio norte, y menos de 12 en el sur. Este es un factor que contribuye a hacer caliente la estación mientras el Sol está arriba del Ecuador Celeste. El 21 de junio está el Sol más lejos del Ecuador. El tiempo más caliente en las latitudes medias ocurre posteriormente: las temperaturas medias en los Estados Unidos, digamos, no llegan a su máximo sino hasta últimos de Julio o primeros de Agosto. Este retardo es el resultado del balanceo de la radiación.

La Tierra no solamente recibe radiación (luz y calor), sino también la emite. (Esto último es en el rango infrarrojo invisible.) Durante Julio, la radiación recibida es mayor que la emitida, de modo que la temperatura media continúa aumentando durante ese tiempo.

La Tierra, al moverse en su verdadera órbita elíptica, está más cerca del Sol durante el verano austral. Debido a la diferencia en distancia, el hemisferio sur recibe aproximadamente 6% más energía solar que el norte.

Este incremento de calor no continuará por siempre. En unos diez mil quinientos años, el hemisferio norte recibirá ese 6% adicional de calor. Este alternamiento es continuo, y resulta de un fenómeno llamado Precesión de los Equinoccios.

PRECESION DE LOS EQUINOCCIOS

Los equinoccios no son fijos. Cada punto se mueve muy lentamente a lo largo del Ecuador, completando una vuelta en aproximadamente 25,809 años. *El movimiento de los puntos se llama Precesión de los Equinoccios.*

La precesión es en el sentido del reloj, mientras que el movimiento aparente del Sol es en sentido contrario. Así, cuando el Sol se acerca al equinoccio de primavera, digamos, este último se mueve hacia adelante para encontrar al Sol.

Se usa el equinoccio de primavera para definir el Año Trópico (del griego "trope", que significa "regresar") o sea el Año de las Estaciones, al cual generalmente llamamos "año". Técnicamente, el Año Trópico es: *El lapso entre dos pasos sucesivos del Sol por el equinoccio de primavera.*

Debido al movimiento del equinoccio para "encontrar al Sol", este año es más corto que el sidéreo, el cual se basa en las estrellas fijas. La comparación es:

	Año Trópico	*Año Sidéreo*
Días	365	365
Horas	5	6
Minutos	48	9
Segundos	46.0	9.5
	365.24220 días	365.25636 días

Para entender la causa de la precesión, es mejor usar los verdaderos movimientos de los cuerpos, y no los aparentes. La imagen verdadera es que *el Sol es estacionario, mientras que la Tierra gira alrededor de él en una órbita elíptica.* No es perpendicular el eje de la Tierra a esa órbita, sino que hace un ángulo de 23 grados y 27 minutos con esa perpendicular. (Véase la Figura 187.) A medida que gira alrededor del Sol y alrededor de su eje, el eje traza en el cielo un pequeño círculo. En la actualidad el eje perfora el cielo a 1° de Polaris. (Véase la Figura 188.) El punto de perforación es, por supuesto, el Polo Norte Celeste. En 1 500 d.C., el Polo Norte Celeste estaba a 3.5° de Polaris. Alrededor del año 2100 d.C., el Polo Celeste se dirigirá a un punto de la esfera celeste a sólo medio grado de Polaris. Esto es lo más cerca que el polo puede estar de Polaris.

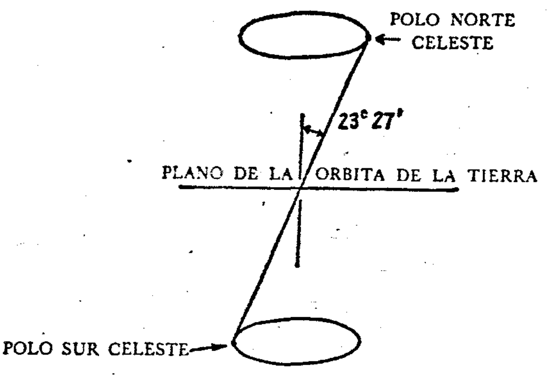


Fig. 187. Los polos celestes trazan dos círculos de 23° 27' de radio.

Alrededor del año 14 000 d.C., el polo se dirigirá a un punto a 5° de la estrella Vega.

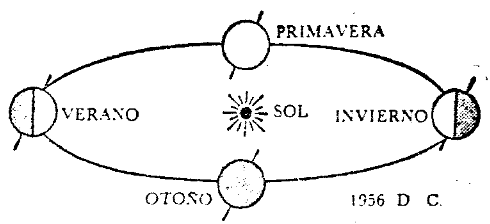


Fig. 188. Actualmente el eje de la Tierra apunta hacia la Estrella del Norte. En esta figura el eje apunta "hacia arriba a la derecha".

Nótese que en ese tiempo el eje de la Tierra apuntará "hacia la izquierda", haciendo aún un ángulo de 23 grados, 27 minutos con la perpendicular. (Véase la Figura 189.)

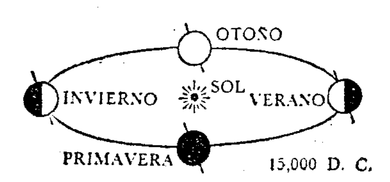


Fig. 189. En los años alrededor de 14 000 d. C., el eje de la Tierra apuntará "hacia arriba a la izquierda". Compárese esto con la inclinación actual "hacia arriba a la derecha". Nótese que no cambiará la magnitud de 23° 27′ del ángulo.

Después de eso, el polo continuará trazando el pequeño círculo de 23 grados, 27 minutos de radio en el cielo, completando una revolución cada 25,800 años.

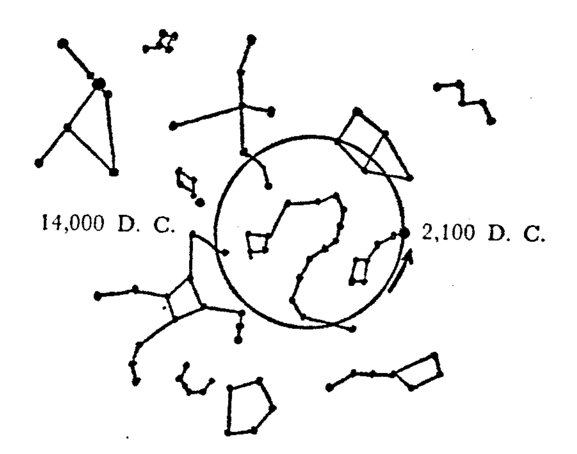


Fig. 190. En el año 2 100 d. C., el Polo Norte Celeste estará a medio grado de Polaris. En el año 14 000 d. C., el Polo estará a 5° de Vega. En ese tiempo Vega será la Estrella del Norte.

En la Figura 190 se indica la ruta del Polo Celeste entre las estrellas.

La causa del movimiento del eje de la Tierra es la misma que la de un trompo.

La atracción de la gravedad causa que el eje inclinado comience a tener precesión en la parte superior, describiendo la superficie de un cono. (Véase la Figura 191.) La fuerza que causa que el eje de la Tierra tenga precesión es ejercida por el Sol y la Luna sobre la ligera protuberancia ecuatorial.

El efecto de esta fuerza es cambiar la *dirección* del eje, no su inclinación; el eje permanece a 23° 27′ mientras describe la superficie completa de un cono cada 25,800 años.

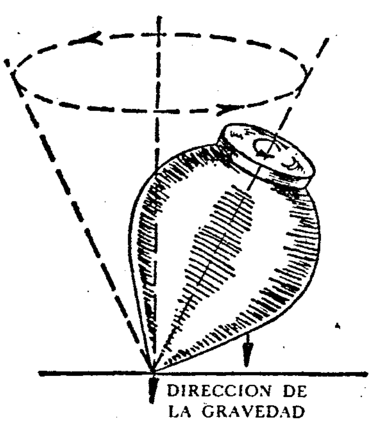


Fig. 191. En el caso de un trompo que gira, es la fuerza de gravedad la causa de que el eje tenga "precesión", es decir, que describa un cono.

Los equinoccios se mueven con la rotación del eje, haciendo también una revolución en 25,800 años.

NUTACION

La curva trazada por el eje de la Tierra no es un círculo suave. Tiene pequeñas ondas debidas al "cabeceo" del eje de la Tierra alrededor de la posición central de 23° 27′. El movimiento verdadero del eje es una combinación de la precesión y el cabeceo —este último movimiento se llama Nutación (de la palabra latina para "cabeceo"). El periodo completo de una de esas ondas es de 19 años; el cabeceo en su máximo es de 9 segundos de arco. (Véase la Figura 192.) La atracción gravitacional de la Luna es la causa principal de la nutación.

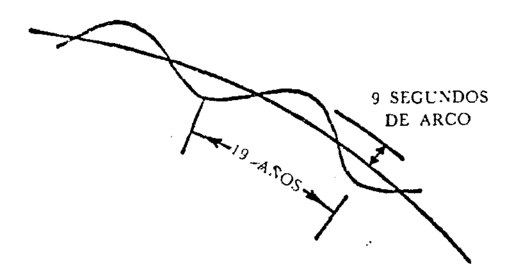


Fig. 192. La curva descrita por el Polo Norte Celeste no es un círculo suave. Las ondas de esa curva se llaman nutaciones. Estas ondas tienen un periodo de 19 años, y una amplitud de 9 segundos de arco.

EL INTERIOR DE LA TIERRA

Las observaciones directas del interior de la Tierra son posibles cuando más a unas cuantas millas. La costra de la Tierra tiene aproximadamente 30 millas (48 Km) de gruesa y consiste principalmente de granito. Nuestro conocimiento de las capas que están detrás de esta cresta se basa en el análisis de las ondas sísmicas.

Los sismos son causados por el hundimiento de una parte de la costra terrestre en relación con la costra vecina. El punto de hundimiento es el origen de dos conjuntos de ondas, las cuales viajan en todas direcciones y eventualmente llegan a todos los puntos de la superficie de la Tierra.

Una de estas ondas es longitudinal o de compresión, de características semejantes a las ondas sonoras en el aire. La otra es del tipo transverso o distorsional, de características semejantes a una cuerda vibrante. Cuidadosos análisis revelan mucho sobre el interior de la Tierra recorrido por ellas.

Así, por ejemplo, el hecho de que las ondas transversales no se transmitan inmediatamente al corazón de la Tierra parece indicar que aún está en estado líquido. (Los líquidos y los gases son malos transmisores de esas ondas.) El corazón se extiende hasta unas 2,000 millas (3,200 Km) del centro de la Tierra y está circundado por la Zona Intermedia, de 2,000 millas de gruesa, que se extiende hasta la costra. (Véase la Figura 193.) Aparentemente hay una frontera claramente definida entre el corazón y la zona intermedia, lo cual es indicado por un repentino aumento de la velocidad de las ondas sísmicas a unas 2,000 millas del centro de la Tierra.

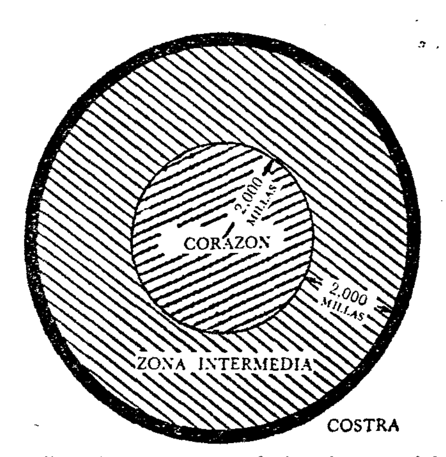


Fig. 193. Debajo de la costra de la Tierra está la Zona Intermedia. Tiene aproximadamente 2,000 millas de gruesa. El corazón tiene un radio de 2,000 millas. Probablemente consiste de hierro-níquel en estado líquido.

Los análisis de la densidad indican que el corazón está compuesto de combinaciones de níquel y hierro. El corazón debe de ser bastante denso para dar la densidad global de la Tierra, 5.5 veces la del agua.

MAGNETISMO DE LA TIERRA

La Tierra es una gran esfera magnética. El eje magnético está inclinado 12° respecto al eje geográfico. (Uno de los polos del magneto está en la Bahía de Hudson, el otro en el Continente Antártico.) Los polos magnéticos no son fijos, sino que parecen cambiar, indicando que el magnetismo terrestre se debe más bien a un cuerpo líquido que a uno sólido.

Puesto que no tenemos explicaciones concluyentes, parece razonable que el campo magnético se deba a corrientes eléctricas que circulan en el corazón de la Tierra.

LA ATMOSFERA

Circundando a la superficie de la Tierra hay una envoltura de aire.

El aire es una mezcla de varios gases, y no una combinación química. La composición, por volumen, es de 78% de nitrógeno, 21% de oxígeno, menos de 1% de argón, y partes minúsculas de bióxido de carbono y vapor de agua. Es bastante posible que estos porcentajes sean diferentes en la atmósfera superior; es probable que el hidrógeno y el helio jueguen un papel importante en la composición del aire a alturas de 30 o 40 millas (50 o 65 Km).

La presión media ejercida por esta atmósfera es de 14.7 libras por pulgada cuadrada; 1013.2 milibares, en las unidades usadas en Meteorología. Este es un valor medio —el valor real varía con el tiempo. Generalmente, las altas presiones, digamos de 1030 milibares, están asociadas con el buen tiempo; las presiones bajas, digamos de 980 milibares, con las lluvias.

La presión al nivel del mar es causada por el peso del aire que está encima: a alturas mayo-

res que el nivel del mar la presión es menor; a 3.5 millas (5.6 Km), la presión es la mitad de 14.7 libras sobre pulgada cuadrada; a 7 millas (11.3 Km), la presión es de ¼ de 14.7; etc. Cada 3.5 millas la presión disminuye un 50% de su valor anterior.

La densidad del aire sigue la misma regla que la presión: a 3.5 millas sobre el nivel del mar es un 50% del valor que tiene al nivel del mar. A 100 millas (161 Km), la densidad del aire es menor que la del mejor vacío obtenible en el laboratorio.

La atmósfera de la Tierra no tiene un nivel superior claramente definido. El estudio de los meteoros indica la presencia de aire a niveles superiores a las 100 millas; el estudio de las auroras indica la existencia de aire a niveles superiores a 400 millas (640 Km) sobre el nivel del mar.

La capa de aire que queda en contacto con la superficie de la Tierra se llama Troposfera; el aire que queda sobre ella, Estratosfera: la frontera entre las dos capas es la Tropopausa. La altura de la Tropopausa varía con la latitud, decreciendo desde una altura de 10 millas (16 Km) en el Ecuador al nivel del mar hasta una altura de 5 millas (8 Km) en los polos.

Una de las funciones de la troposfera es regular las temperaturas en la superficie de la Tierra. Generalmente la energía solar es recibida en exceso en las bajas latitudes, y bastante escasamente en las latitudes del norte. El intercambio de aire entre las latitudes mueve parte del exceso de calor hacia las partes más frías, y viceversa, con la ayuda de grandes masas de aire. Masas de aire caliente llevan grandes cantidades de calor con ellas hacia el norte; masas de aire frío se mueven hacia el sur, para enfriar las latitudes del sur. *Se llaman Frentes las fronteras entre estas grandes masas de aire.*

Es en las fronteras entre masas de aire, en los frentes, donde se tiene el tiempo más inclemente —nubes, neblinas y todas formas de precipitación.

LA ATMOSFERA EN LA ASTRONOMIA

La atmósfera de la Tierra afecta de diversas maneras la radiación que llega: (a) reflexión, (b) absorción, (c) difusión, y (d) refracción.

a. *Reflexión.* El fenómeno del crepúsculo es un resultado directo de la reflexión por partículas de polvo y humo muy pequeñas que reflejan la luz del Sol después de que éste se pone o antes de que salga, de nuevo hacia la Tierra, dando así mayor tiempo con luz del día. (Véase la Figura 194.) El crepúsculo astronómico dura hasta que el centro del Sol está a 18° bajo el horizonte: entonces, aun las estrellas más débiles pueden verse.

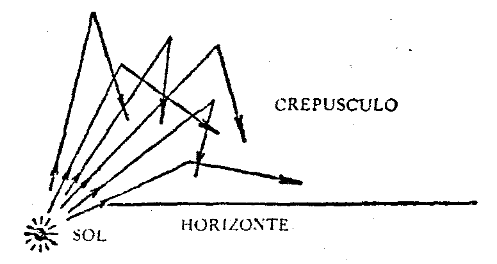


Fig. 194. El crepúsculo se debe a la reflexión de la luz por partículas de la atmósfera superior. Debido a esta reflexión, la luz del día continúa después de que el Sol se ha puesto, o empieza considerablemente antes de que salga.

b. *Absorción.* La atmósfera de la Tierra es un absorbente selectivo pues absorbe casi el 100% de algunas longitudes de onda de la luz; pero sólo parcialmente absorbe otras longitudes de onda. Los rayos ultravioleta de corta longitud son absorbidos totalmente por la atmósfera; las ondas de luz son absorbidas sólo parcialmente.

La absorción selectiva complica el trabajo del astrónomo: La luz que llega al ojo es substancialmente diferente de la luz que sale de la estrella. Debe considerarse esta diferencia al estudiar los espectros estelares.

c. *Difusión. Este efecto es el resultado de la dispersión de la luz por moléculas individuales de aire,* dependiendo la cantidad del color de la luz. La luz azul se dispersa o difunde mucho más rápidamente que la roja. Esta dispersión selectiva es la causa tanto de lo azul del cielo como de lo rojo y anaranjado de los crepúsculos: lo azul resulta de la preferencia por él de las moléculas de la atmósfera superior, la cual lo dispersa en todas direcciones; el rojo y el anaranjado, se deben a que los rayos directos de la luz del crepúsculo son despojados de casi todo su azul, dejando que predomine el rojo. (Véase la Figura 195.)

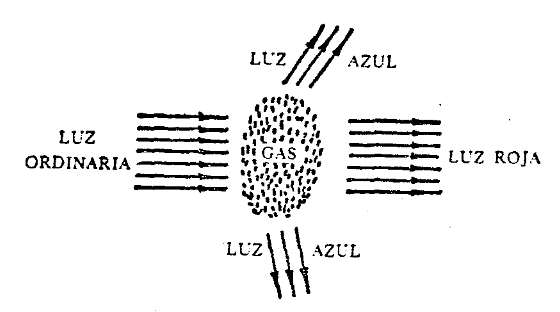


Fig. 195. La luz ordinaria al pasar por un gas se dispersa parcialmente y parcialmente se transmite. La luz dispersada es rica en la longitud de onda azul; la parte transmitida se ve roja por su deficiencia en las longitudes de onda azules.

d. Refracción. La luz se refracta al pasar del espacio interestelar a la atmósfera, aumentando la

refracción a medida que la luz se acerca a la capa más densa próxima a la Tierra. Como resultado, todos los cuerpos celestes se ven más altos de lo que realmente están. El aumento de altura es mayor cerca del horizonte y disminuye rápidamente al acercarse al zenit. Cerca del horizonte, es ligeramente mayor que medio grado. (Véase la Figura 196.) A alturas de 10° sobre el horizonte, la cantidad disminuye hasta un décimo de grado; en el zenit, por supuesto, la cantidad es cero.

La refracción permite que las estrellas y el Sol se vean desde un rato antes de que salen hasta un rato después de que se ponen.

También produce la refracción el centelleo de las estrellas. La densidad del aire a diversos niveles cambia bastante rápidamente debido a los vientos que prevalecen en esos niveles. En su camino la luz de las estrellas se refracta en cantidades que varían de segundo a segundo. Esto explica el "salto a gran velocidad", el "centelleo", de las estrellas.

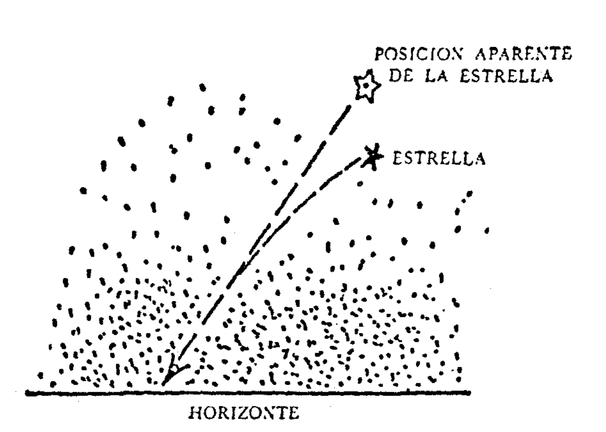


FIG. 196. Debido a la refracción se doblan los rayos reales de una estrella. El ojo humano ve la estrella más alta en el cielo de lo que realmente está. Para las estrellas próximas al horizonte el error puede ser hasta de medio grado.

PARTE 2: LA LUNA

DATOS BASICOS

Diámetro: 2,160 millas (3,480 Km).

Masa: $\frac{1}{81.3}$ de la de la Tierra.

Densidad: 3.39 veces la del agua.

Gravedad superficial: $\frac{1}{6}$ de la de la Tierra.

Distancia a la Tierra:
media 239,000 millas (384,000 Km); 60 veces el radio terrestre
máxima 253,000 millas (407,000 Km)
mínima 222,000 millas (357,000 Km)

Periodo de revolución: sideral 27.32 días. sinódico 29.53 días.

Velocidad orbital alrededor de la Tierra: 0.64 millas (1.3 Km) /seg.

Excentricidad de la órbita: 0.05.

Inclinación de la órbita respecto a la de la Tierra: 5° 9′.

Periodo de rotación alrededor de su propio eje: 27.32 días.

Inclinación de su ecuador respecto a su órbita: 1.5°.

Albedo: 0.07.

Temperatura superficial: máxima 215°F. mínima —300°F.

INTRODUCCION

La Tierra tiene un satélite que gira continuamente alrededor de ella, mientras ella misma sigue su camino alrededor del Sol. Aunque su volumen es solamente 1/50 y su masa 1/81 de la de la Tierra, afecta a esta última bastante fuertemente. El periódico sube y baja del océano —las mareas— es un ejemplo del efecto lunar sobre la Tierra.

La extrema cercanía de la Luna ha hecho posible su estudio desde los primeros días de la Astronomía. Su distancia media es de sólo 30 veces el diámetro de la Tierra.

Por telescopio se han obtenido algunos datos; pero mucho de lo que se sabe es por observaciones a simple vista —mucho de esto es, en efecto, conocimiento común— por ejemplo, el hecho de que la Luna pasa por un conjunto completo de fases cada mes, de nueva a cuarto creciente, etc.; y también que la Luna se mueve en casi la misma línea que el Sol.

Bien se sabe que la Luna sale cada día, en promedio, 51 minutos más tarde que el día anterior, y que parte de la Luna siempre mira hacia la Tierra, mientras que otra parte está oculta.

LA LUNA EN SU ORBITA

La Luna se mueve alrededor de la Tierra en una órbita elíptica, con la Tierra en uno de sus focos. *El punto de la elipse más cercano a la Tierra se llama Perigeo* —la distancia de la Tierra a la Luna en el perigeo es de 221,463 millas (346,000 Km). *El punto de la elipse más alejado de la Tierra se llama Apogeo*, y esa distancia es de 252,710 millas (407,000 Km). La Luna gira en su órbita en sentido contrario a las manecillas del reloj. (Véase la Figura 197.)

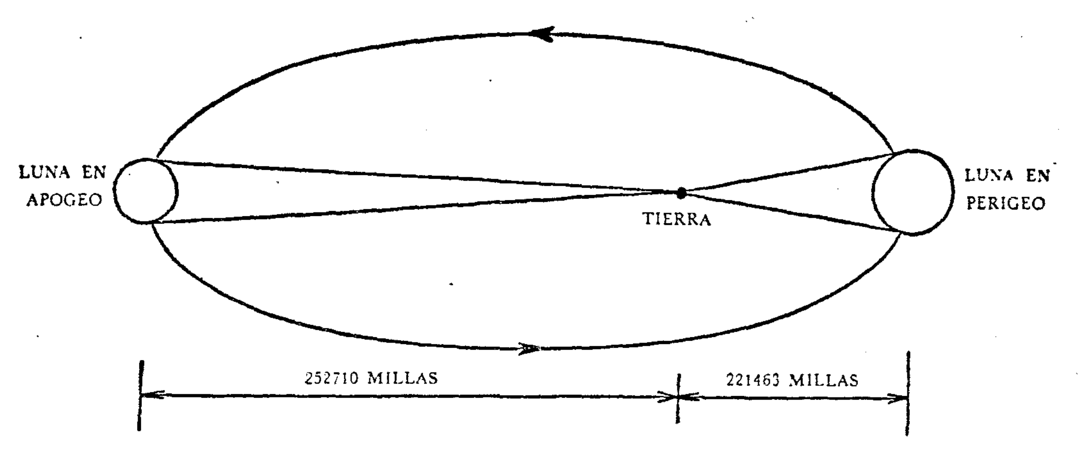


Fig. 197. La Luna en su órbita. Un observador sobre el Polo Norte de la Tierra vería a la Luna describir una elipse en dirección contraria a las manecillas del reloj.

El plano de la órbita de la Luna queda muy cerca del plano de la Eclíptica, la ruta aparente del Sol en la esfera celeste, y está inclinado casi 5° respecto a la Eclíptica. (Véase la Figura 198.) *Se llaman nodos los dos puntos en que la órbita de la Luna intersecta al plano de la Eclíptica.* No son éstos fijos en el espacio, sino que se mueven en el sentido de las manecillas a lo largo de la Eclíptica, completando una revolución en 19 años.

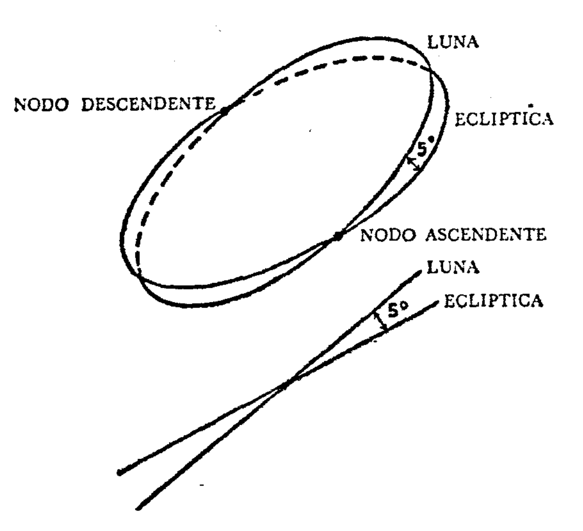


Fig. 198. La órbita de la Luna está inclinada 5° respecto a la órbita del Sol (la Eclíptica). Esto puede verse tanto en perspectiva (arriba) como en vista lateral (abajo).

La Luna parece moverse en su órbita mucho más aprisa que el Sol: a este último le toma un año entero completar el circuito; a la Luna, solamente un mes. La mitad de este lapso, la Luna está arriba del Ecuador Celeste; la otra mitad, debajo del Ecuador.

Este movimiento aparentemente más rápido hace que la Luna salga y se ponga un poco más tarde cada día, siendo el retardo medio de aproximadamente 51 minutos.

MAREAS OCEANICAS SOBRE LA TIERRA

La superficie del océano sube y baja en cualquier lugar a intervalos más o menos regulares. En promedio, el periodo entre dos mareas altas sucesivas es de 12 horas y 25.5 minutos —exactamente la mitad del tiempo que le toma a la Luna completar el circuito alrededor de la Tierra, esto es, la mitad de 24 horas y 51 minutos. No es esto una coincidencia: las mareas océanicas son producidas principalmente por la atracción gravitacional de la Luna, efecto al cual contribuye el Sol.

En la Figura 199 se ilustra la formación de las mareas de una manera ligeramente exagerada.

A representa el centro de la Tierra sólida; B es la parte de agua que queda frente a la Luna; y C es la parte de agua que queda en el lado opuesto de la Tierra.

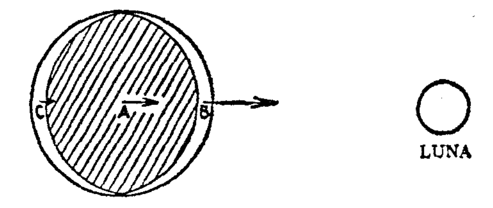


Fig. 199. La Formación de las Mareas. La fuerza que actúa en A atrayendo a la Tierra sólida es mayor que C, por eso la Tierra es atraída hacia la derecha de C, causando ahí la marea alta. La fuerza que actúa en B es mayor que en A y por eso el agua en B es atraída hacia afuera de la tierra sólida produciendo la marea alta en la cara de la Tierra que mira hacia la Luna.

Por supuesto, la fuerza gravitacional de la Luna se ejerce en B y C así como en A. La intensidad de la fuerza es mayor en B, debido a la proximidad de B a la Luna, y es menor en C, debido a su lejanía. Las flechas en C, A y B indican las diferentes magnitudes de la "atracción" lunar. Esta diferencia en la "atracción" produce:

a. marea alta en B, porque es atraído con mayor fuerza hacia la Luna que en A;

b. marea alta en C, porque la Tierra es atraída desde él, dejando así alto el nivel del agua, en relación con la Tierra; y,

c. marea baja en los otros dos lados de la Tierra, D y E, porque el agua fluye desde ahí para proveer a los lados de marea alta. (Véase la Figura 200.)

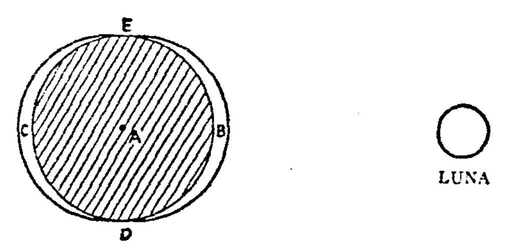


Fig. 200. El agua en B está "escapando" de la Tierra produciendo ahí una marea alta. El agua en C está siendo dejada atrás por la Tierra que "escapa", produciendo ahí una marea alta. Las aguas en E y B estarán en marea baja en ese tiempo.

Las mareas viajan con el movimiento aparente de la Luna, desde el horizonte oriental hacia el horizonte occidental del observador. Excepto por retardos debidos a efectos secundarios, las marcas altas en cualquier lugar de la Tierra ocurren cuando la Luna está en el meridiano local o en el antimeridiano.

El efecto del Sol sobre las mareas es secundario comparado con el de la Luna —el poder que tiene el Sol de hacer subir la marea es de sólo un 7% del de la Luna— debido a su distancia mucho mayor.

Cuando las fuerzas productoras de mareas de la Luna y el Sol se coordinan, las mareas resultantes están en un máximo —esto es, en la Luna nueva, cuando los dos están de un mismo lado de la Tierra. *Las mareas máximas se llaman Mareas Vivas* (Spring Tides). Se llega al otro extremo cuando el Sol está a 90° de la Luna —*las mareas están entonces en un mínimo, y se llaman Mareas Muertas* (Neap Tides).

La proximidad de la Luna también tiene influencia sobre la magnitud de la marea. Cuando la Luna está en el perigeo, la fuerza de atracción es mayor que la normal en un 20%.

FASES DE LA LUNA

El cambio aparente de la forma de la Luna desde un angosto creciente hasta un círculo lleno y luego de nuevo hasta un angosto creciente se debe al hecho de que:

Gira *alrededor de la Tierra,* pero recibe su luz del Sol. (Véase la Figura 201.) En Luna nueva, la configuración es:

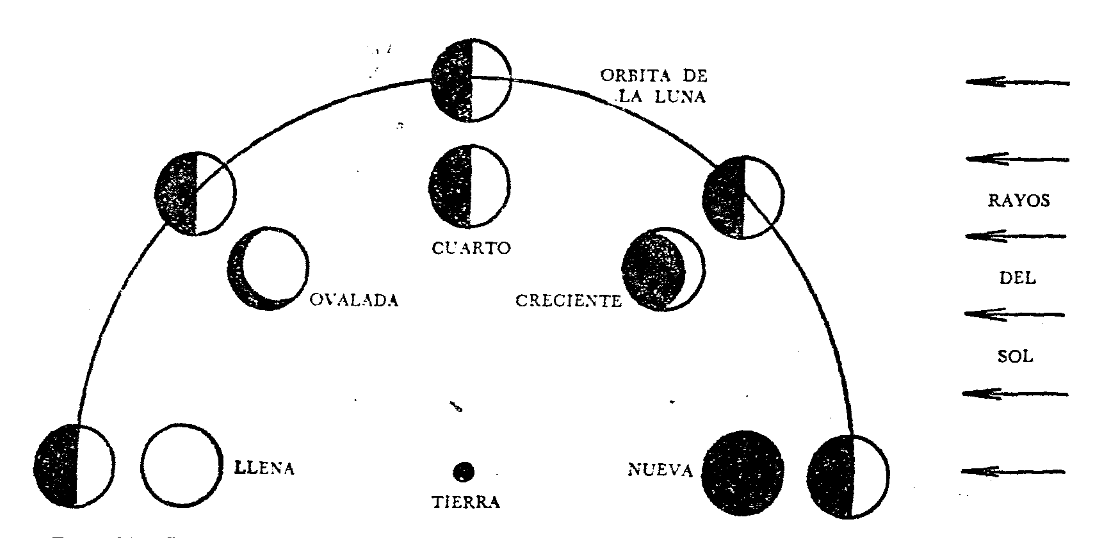


Fig. 201. La Luna en sus Diversas Fases. Los cinco círculos de la órbita de la Luna indican su hemisferio iluminado. Los cinco círculos interiores indican la correspondiente iluminación de la Luna, según se ve desde la Tierra.

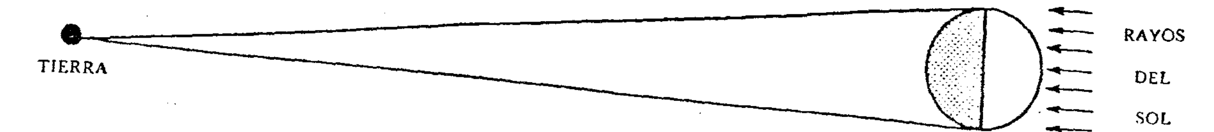


Fig. 202. El Sol, la Tierra y la Luna, en el tiempo de la Luna nueva. La cara que mira hacia la Tierra está obscura.

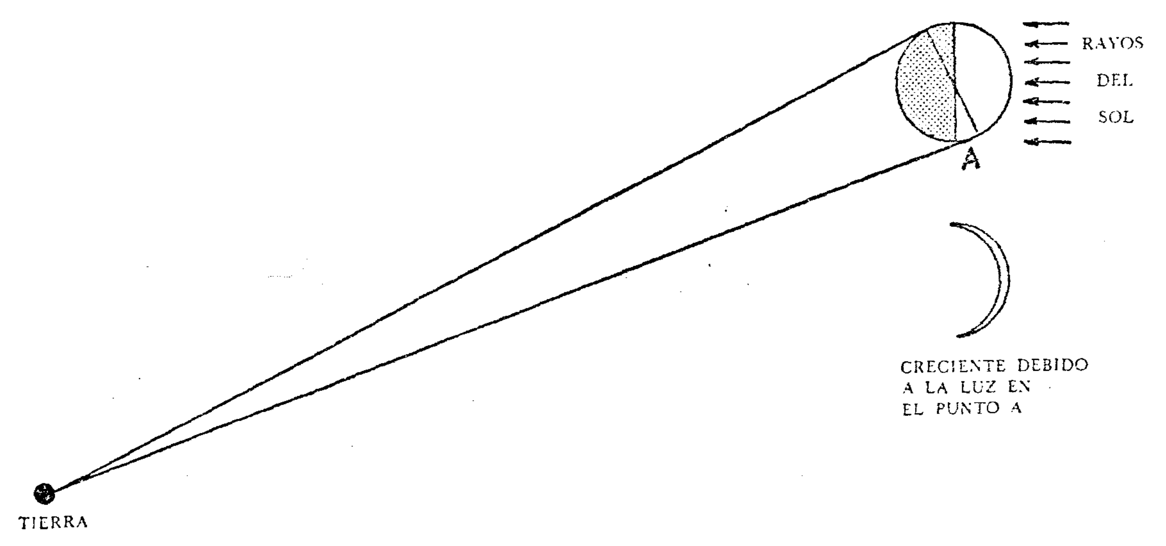


Fig. 203. La Luna "Tierna". La parte "A" de la Luna iluminada por el Sol es vista ahora por un observador terrestre en la forma de un creciente delgado.

El lado iluminado de la Luna está opuesto a la Tierra; el lado que mira hacia la Tierra está obscuro. (Véase la Figura 202.)

Varios días después, la configuración de la Tierra, el Sol y la Luna, es como se muestra en la Figura 203. Los observadores verán la Luna en creciente en el punto A.

En el transcurso de medio mes puede verse la Luna en las fases de nueva, creciente, cuarto creciente, ovalada y llena.

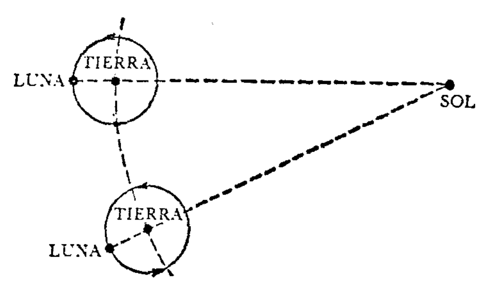


Fig. 204. El Mes Sinódico. Es el periodo de tiempo transcurrido entre dos alineaciones consecutivas del Sol, la Tierra y la Luna. En la parte superior de esta figura los tres cuerpos están sobre una línea recta; un Mes Sinódico después, están de nuevo alineados los tres.

DOS CLASES DE MES

a. El Mes Sinódico es el lapso entre dos lunas nuevas consecutivas, o entre dos lunas llenas consecutivas: su duración es de 29.53 días —o más exactamente, de 29 días, 12 horas, 44 minutos y 2.78 segundos. La definición de Mes Sinódico se basa en una combinación del Sol, la Tierra y la Luna. También se define el Mes Sinódico diciendo: *Es el periodo medio de tiempo transcurrido entre dos alineaciones consecutivas del Sol, la Tierra y la Luna.* También se le llama Mes Lunar al Mes Sinódico. (Véase la Figura 204.)

b. El Mes Sideral, o Mes de las Estrellas, es más corto que el sinódico, siendo su duración de sólo 27.32 días, o más precisamente, de 27 días, 7 horas, 43 minutos, 11.47 segundos. La definición de Mes Sideral se basa en las estrellas fijas. *Es el lapso transcurrido entre dos veces consecutivas en que la Tierra y la Luna quedan en línea recta con una misma estrella fija.* (Véase la Figura 205.)

El Mes Sinódico es más largo porque mientras la Luna gira alrededor de la Tierra, ésta continúa

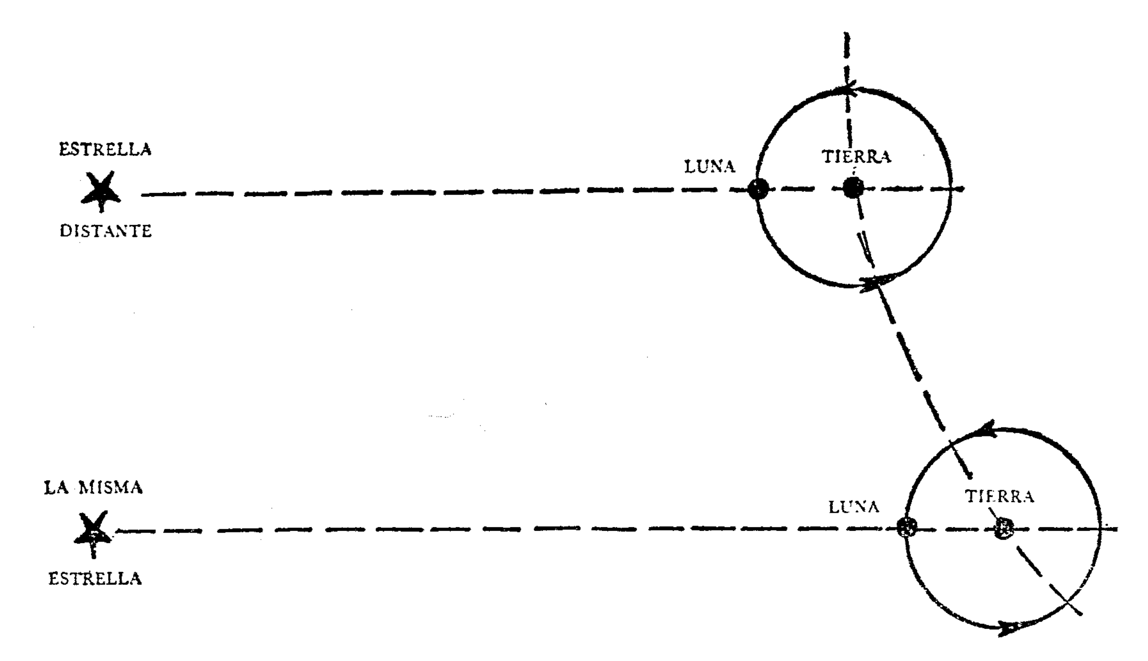


FIG. 205. El Mes Sideral. Este es el periodo de una revolución completa de la Luna alrededor de la Tierra, vista desde una estrella lejana.

girando alrededor del Sol. La Luna debe viajar un poco más antes de que los tres cuerpos queden de nuevo en línea.

LA RUTA DE LA LUNA ALREDEDOR DEL SOL

Respecto a la Tierra, la Luna se mueve en una elipse suave con una velocidad que varía sólo ligeramente alrededor de un valor medio de .64 millas (1.03 Km) por segundo. Respecto al Sol, tanto la ruta como la velocidad de la Luna son substancialmente diferentes —la ruta de la Luna es ondulada; la velocidad, variable.

La mitad del tiempo, aproximadamente, la Luna está fuera de la órbita de la Tierra. La velocidad de la Luna respecto al Sol es la suma de las dos velocidades —casi 19 millas (30.5 Km) por segundo.

El resto del tiempo, la Luna se mueve dentro de la órbita de la Tierra. (Véase la Figura 206.) La velocidad de la Luna respecto al Sol es la diferencia de estas dos velocidades —casi 18 millas (29 Km) por segundo.

Así, parece que la Luna se mueve alternativamente dentro y fuera de la órbita de la Tierra; y cambia su velocidad de un máximo de 19 millas a un mínimo de 18 millas por segundo.

NOTA: En realidad, la órbita de la Tierra alrededor del Sol también es ondulada, y su velocidad varía. Precisamente: el centro de gravedad de la combinación Tierra-Luna gira alrededor del Sol siguiendo una elipse suave, y la Tierra y la Luna describen círculos alrededor de este centro de gravedad. Como resultado, la Tierra está a veces dento de la elipse descrita por el centro de gravedad común; en otras veces está fuera, siguiendo una ruta ondulada con velocidad variable.

LA ROTACION DE LA LUNA ALREDEDOR DE SU EJE

La Luna, mientras gira alrededor de la Tierra, está girando también alrededor de su eje. Su pe-

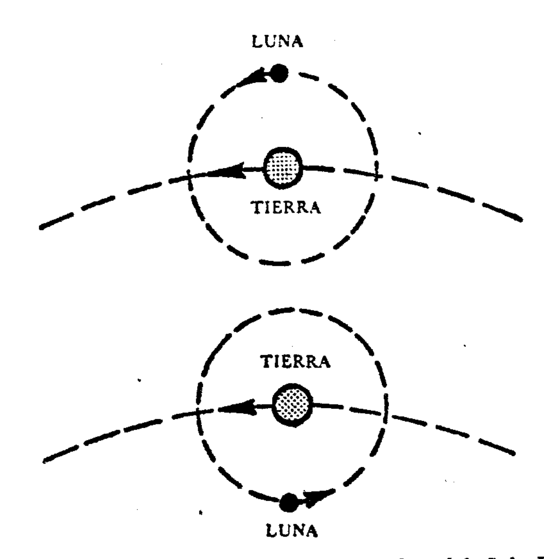


FIG. 206. La ruta de la Luna alrededor del Sol. La mitad del tiempo la Luna está fuera de la órbita de la Tierra, y se mueve en la misma dirección que ella; el resto del tiempo la Luna está dentro de la órbita de la Tierra y se mueve en dirección opuesta a la de ella.

riodo de rotación es exactamente igual a su periodo de revolución alrededor de la Tierra. Respecto a las estrellas fijas, la Luna completa una rotación en 27.32 días. La dirección de la rotación, así como la de la revolución, es en sentido contrario a las manecillas. (Véase la Figura 207.)

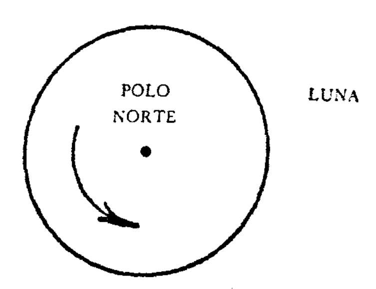


Fig. 207. Un observador mirando *hacia abajo* desde el Polo Norte de la Luna la vería girar alrededor de su eje en sentido contrario a las manecillas del reloj.

NOTA: La atracción gravitacional de la Tierra sobre un ligero abultamiento en el lado de la Luna que mira hacia ella es probablemente la causa de la igualdad de los dos periodos, el de rotación y el de revolución. También es posible que esta deformación de la superficie lunar haya sido originalmente producida por la Tierra; el resultado de una marea cuando la Luna estaba aún en su etapa plástica o líquida.

Como consecuencia del hecho de que los dos periodos son iguales, el mismo lado de la Luna mira siempre hacia la Tierra, mientras que el otro lado permanece oculto.

Si (a) la velocidad de giro fuera siempre igual a la velocidad de rotación; y si (b) el eje de la Luna fuese perpendicular a la órbita, entonces exactamente el 50% de la superficie lunar miraría siempre hacia la Tierra, y el otro 50% estaría fuera del alcance de las observaciones.

Sin embargo, como efecto del ligero cabeceo (las libraciones), las proporciones son ligeramente diferentes. El 41% de la Luna mira siempre hacia la Tierra; otro 41% no es visible nunca; el 18% restante es a veces visible y a veces no. Esta última porción es semejante a la primera, y parece probable que la superficie oculta sea semejante a la visible.

LIBRACIONES

Son *movimientos aparentes hacia atrás y hacia adelante de la superficie de la Luna que mira hacia la Tierra.* Hay dos clases distintas de libraciones: (a) longitudinales, y (b) latitudinales. Debido a las libraciones longitudinales, puede un observador ver no sólo la "cara" de la Luna sino también las "mejillas". Debido a las libraciones latitudinales, quedan a la vista alternativamente la parte superior de la "frente" y la inferior de la "barbilla".

Las libraciones longitudinales de la Luna tienen una causa semejante a la descrita en relación con Mercurio —esto es, el giro de la Luna sobre su eje es *a velocidad constante,* mientras que su movimiento alrededor de la Tierra es *a velocidad variable.* La rotación está a veces adelantada y a veces rezagada respecto a la revolución, exponiendo así alternativamente los lados izquierdo y derecho. (Véase la Figura 208.)

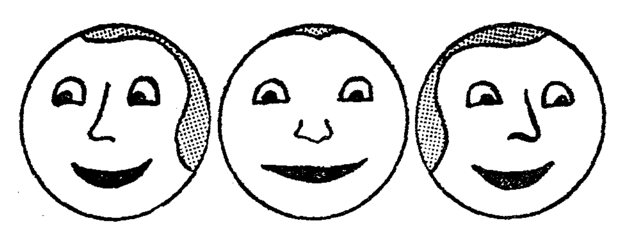


Fig. 208. Las Libraciones en Longitud. Debido a estos movimientos oscilatorios podemos ver no solamente la "cara" de la Luna, sino también las mejillas izquierda y derecha, alternativamente.

Las libraciones en latitud se deben a la inclinación del eje lunar respecto a la órbita lunar. El eje de la Luna está inclinado 6.5° respecto a la perpendicular a la órbita. Los observadores terrestres pueden ver 6.5° más allá del Polo Norte de la Luna cuando el polo está inclinado hacia la Tierra; dos semanas después, 6.5° más allá del Polo Sur quedan a la vista. (Véase la Figura 209.)

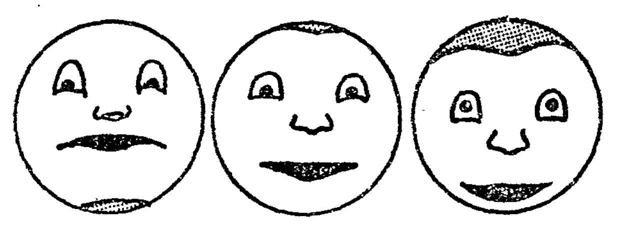


Fig. 209. Libraciones en Latitud. Debido a la inclinación del eje de la Luna respecto a su órbita, pueden hacerse observaciones de un poco más allá del Polo Norte y de un poco más allá del Polo Sur de la Luna. En estas figuras se indica esto mostrando que durante un periodo de dos semanas está a la vista la "frente" de "el hombre de la Luna", mientras que durante las otras dos semanas queda a la vista la "barbilla".

LA SUPERFICIE DE LA LUNA

Aun a simple vista se ven "marcas" sobre la "cara" de la Luna, cuya naturaleza se revela por

el telescopio. La superficie de la Luna está cubierta de (a) cráteres, (b) mares, (c) montañas, (d) riachuelos, y (e) rayos.

a. *Cráteres.* Las figuras más notables de la superficie de la Luna son las montañas anulares, que se parecen algo a los cráteres de los volcanes terrestres, de los cuales, en la cara de la Luna que mira hacia la Tierra, hay más de 30,000. Las montañas anulares varían mucho de tamaño; la más grande tiene una base de 140 millas (225 Km) de diámetro; la más pequeña, unos cuantos pies. Las orillas de estos cráteres varían considerablemente de altura. Algunos de ellos están circundados por altos muros que se levantan 3 o 4 millas (4.8 o 6.4 Km) sobre el terreno vecino; otros tienen alturas de sólo unos cuantos cientos de pies.

No hay regla general sobre la altura del piso en la parte hueca del cráter. Algunos de estos pisos están al mismo nivel; algunos están más bajos; y otros están más altos que el terreno circundante. Tampoco hay ninguna regla sobre la naturaleza del piso interior. Los pisos de algunos cráteres son perfectamente lisos; otros son abruptos. (Véase la Figura 210.)

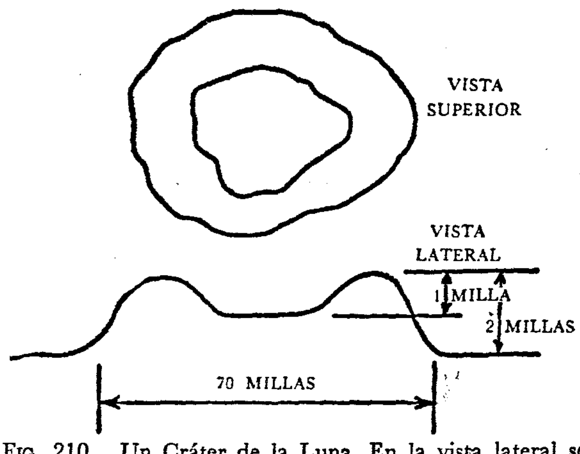


Fig. 210. Un Cráter de la Luna. En la vista lateral se muestran las dimensiones típicas de un cráter lunar.

Se han dado los nombres de notables científicos y filósofos a los cráteres más grandes. En mayo de 1955 se propuso, para honrar al Prof. Albert Einstein, poner su nombre a un cráter de 28 millas de ancho (próximo al de Isaac Newton). Véanse en el mapa los cráteres llamados Aristóteles, Platón, Arquímedes y Kepler. Es aún tema de especulación el origen de los cráteres lunares.

Hay dos escuelas de pensamiento; ninguna es absolutamente convincente. Supone una que los cráteres son de origen volcánico; sugiere la otra que fueron causados por la caída de meteoritos gigantes.

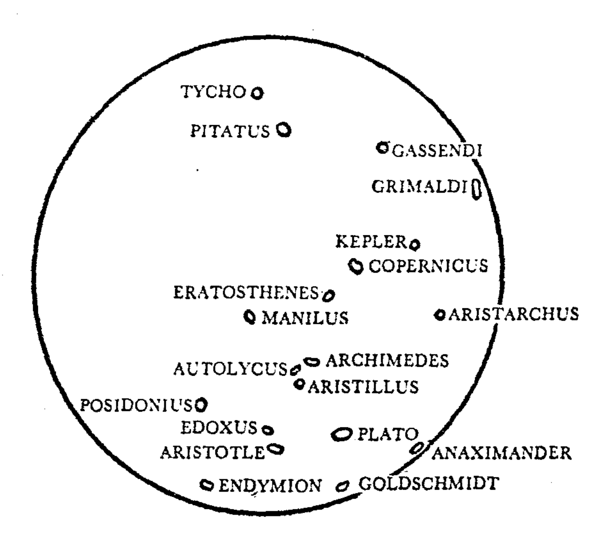


Fig. 211. Cráteres de la Luna. Se les pusieron los nombres de destacados hombres de ciencia.

I. *Origen Volcánico.*

A favor: (1) La semejanza de los cráteres lunares con los volcanes terrestres,

(2) sus escarpados muros interiores.

En contra: (1) El tamaño enorme de los cráteres lunares comparados con los volcanes terrestres: un cráter lunar cubre una área miles de veces mayor que la ocupada por un volcán;

(2) la existencia de montañas dentro del cráter;

(3) la ausencia de cualquier material eyectado en la superficie próxima a los cráteres.

II. *Origen Meteórico.*

A favor: (1) La semejanza de estos cráteres con las deformaciones que produciría el impacto de un meteorito.

En contra: (1) El tamaño enorme de las indentaciones amuralladas con diámetros de docenas de millas. Los grandes meteoritos que llegan a la Tierra pueden medir varios pies. Se supone que la Tierra fue golpeada dos veces durante su historia por meteoritos "colosales" —probablemente de una o dos millas de diámetro. No se conocen meteoritos que tengan un diámetro de docenas de millas.

b. *Mares.* Equivocadamente se dio este nombre a las regiones más obscuras y planas de la superficie de la Luna. Pueden haber sido en otro tiempo mares de lava derretida; si así es, hace mucho tiempo que se endurecieron para formar una costra rígida. En la actualidad difieren del resto de la superficie lunar por su poca reflexión de la luz solar —su bajo valor de albedo.

Muchos de estos "mares" (conocidos también como "Marias", el nombre que originalmente les dio Galileo) han sido delimitados definitivamente y se les han dado nombres. Son típicos los nombres Mare Crisium (El Mar de las Crisis o de los Conflictos), Mare Fecunditatis (El Mar de la Fecundidad) y Mare Serenitatis (El Mar de la Serenidad). (Véase la Figura 212.)

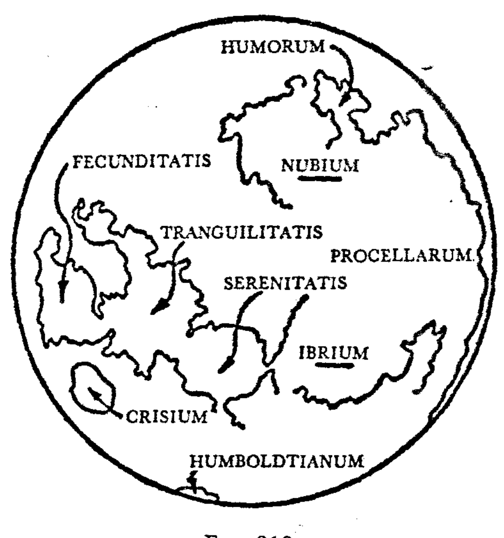


Fig. 212.

Los mares son de forma aproximadamente circular y todos están comunicados, con excepción de unos cuantos. Los diámetros de los mares son de cientos de millas.

c. *Montañas.* Hay diez cadenas de montañas en la parte de la superficie lunar que mira hacia la Tierra, así como muchos picos aislados. A varias cadenas se les han puesto los mismos nombres que a las cadenas de montañas terrestres (por ejemplo, Alpes, Apeninos); a otras, los nombres de eminentes matemáticos y astrónomos (por ejemplo, Leibniz). Las montañas de la Luna se elevan a mayor altura que las de la Tierra. Muchos picos de las cadenas de Leibniz y Doerfel, que quedan cerca del Polo Sur de la Luna, se elevan a alturas que exceden los 26,000 pies (7,900 m).

d. *Riachuelos.* Son hendeduras largas y angostas de la superficie lunar. Estas hendeduras, de más o menos una milla de anchas, se extienden en formas irregulares y pasan sobre otras configuraciones en distancias de cientos de millas. Está aún por determinarse la profundidad de estas hendeduras.

e. *Rayos.* Son rayas de color claro sobre la superficie de la Luna que radian en todas direcciones desde varios de los cráteres más prominentes.

Cerca del tiempo de la Luna llena son más fáciles de observar porque resaltan más. Miden de 10 a 15 millas (16 a 24 Km) de ancho y a veces se extienden sobre las configuraciones superficiales por 500 a 2,000 millas (800 a 3,200 Km).

GRAVEDAD SUPERFICIAL DE LA LUNA

La gravedad superficial de la Luna es sólo $^1/_6$ de la de la Tierra. Esto puede calcularse fácilmente a partir de las conocidas medidas del radio y la masa de la Luna. El número $^1/_6$ implica que el peso de todo objeto sobre la superficie de la Luna es sólo $^1/_6$ de su peso sobre la Tierra; y también que un cuerpo arrojado hacia arriba subirá seis veces más alto en la Luna que en la Tierra.

Un resultado directo del bajo valor de la gravedad superficial es el bajo valor de la velocidad de escape, la que a su vez produce la ausencia de atmósfera. La velocidad de escape es de 1.5 millas (2.42 Km) por segundo, de modo que una partícula de gas que tenga una velocidad de 1.5 millas por segundo tiene suficiente momento para escapar de la atracción gravitacional de la Luna. 1.5 millas por segundo es un valor bastante común para los gases atmosféricos a temperaturas ordinarias. Si la Luna alguna vez tuvo atmósfera, hace mucho que se escapó.

Las investigaciones comprueban la ausencia de atmósfera: los experimentos efectuados durante un eclipse total de Sol muestran concluyentemente que los rayos de la luz solar que rozan la superficie lunar no se refractan.

TEMPERATURA DE LA LUNA

Es muy grande el rango de temperaturas en la Luna. La superficie está expuesta a los rayos del Sol continuamente durante un periodo de dos semanas, y luego está privada de la luz durante un periodo igual. La diferencia de temperatura entre el lado iluminado y el obscuro resulta aumentada por la ausencia de atmósfera y por el bajo valor de albedo: 0.07.

Las medidas de la radiación que llega a la Tierra desde el lado iluminado de la Luna registran temperaturas bastante superiores al punto de ebullición del agua (212°F = 100°C); las medidas tomadas al lado obscuro de la Luna indican que hace ahí un frío extremoso. La temperatura del lado obscuro es probablemente próxima a —300° F.

El calor del Sol no penetra muy profundamente bajo la superficie de la Luna. Esto se manifiesta por estudios de los eclipses lunares. La temperatura en la superficie de la Luna cae rápidamente tan pronto como cesa la provisión de luz solar. Es la regla un cambio de 100°F en una hora. La temperatura sube con mayor velocidad aun poco después de que la superficie sale de la obscuridad.

VIDA EN LA LUNA

Según lo que sabemos, la Luna es un árido y estéril desierto; no es posible la vida ni animal ni vegetal.

La mayor razón para esta suposición es, por supuesto, la ausencia de atmósfera, lo cual implica también la ausencia de agua, porque el agua se evapora y el vapor escaparía hacia el espacio como lo hacen los otros gases. La ausencia de agua implica también una ausencia de nubes en el cielo, así como también una ausencia de polvo producido por la erosión del agua y del viento.

Sin atmósfera no hay transmisión de sonido, y por tanto no hay posibilidad de hablar. No hay periodo de crepúsculo; la salida y la puesta del Sol son repentinas. Sin atmósfera no hay cielo azul; el cielo se ve negro. El Sol es solamente un círculo de luz y las estrellas son visibles durante el día.

UN VIAJE A LA LUNA

La Luna está a una distancia media de 239,000 millas (384,000 Km) de la Tierra. Puesto que existen ahora cohetes que pueden dar a las naves espaciales una velocidad de decenas de miles de millas por hora, es factible un viaje a la Luna. Al planear un viaje tal deben considerarse los siguientes factores:

1. Sacar a la nave espacial de la atmósfera de la Tierra por la ruta más corta posible. Esto debe hacerse para minimizar la atracción mecánica causada por la fricción del aire. Es aconsejable hacer un ascenso vertical durante las primeras veintenas de millas.

2. Planear las velocidades de la nave espacial de modo que sean relativamente bajas donde el aire es denso y aumentarlas luego gradualmente a medida que el aire se haga más tenue. La idea es minimizar el calor producido por la fricción.

3. Navegar sobre la ruta apropiada para llegar a la Luna.

4. Dar a la nave espacial una velocidad de aproximadamente 7 millas (11.25 Km) por segundo, de modo que pueda escapar de la atracción gravitacional de la Tierra y entrar a la atracción gravitacional de la Luna. El punto neutro en el cual se compensan las atracciones gravitacionales de la Tierra y de la Luna está a 24,000 millas (38,600 Km) de la Luna.

5. Disminuir la velocidad de la nave espacial a medida que se acerque a la superficie de la Luna. La fuerza gravitacional de la Luna aceleraría la velocidad de la nave hasta una velocidad de más de 5,000 millas (8,000 Km) por hora para el tiempo de aproximarse a la superficie lunar. Se requerirían frenos de alguna clase (tales como cohetes disparados en contra de la dirección del movimiento) para reducir la velocidad hasta que sea adecuada para "alunizar".

6. Apercibirse de lo necesario (combustible, etc.) para el despegue de retorno desde la Luna. El despegue se facilitaría por dos factores. La velocidad de escape tendría que ser de 1.5 millas (2.42 Km) por segundo (alrededor de 5,000 millas por hora) y no habría atmósfera contra la cual luchar.

7. Las reacciones del cuerpo humano a cambios tales como la falta de peso y el viajar a grandes velocidades.

CAPITULO XIII

ECLIPSES DE SOL Y DE LUNA

INTRODUCCION

a. *Eclipse de la Luna*. La Tierra, en su movimiento orbital alrededor del Sol, va acompañada por su sombra, la cual se extiende en el espacio en una dirección opuesta al Sol.

Ocurre un Eclipse Lunar cuando la Luna entra al cono de sombra. La Figura 213 muestra que uno de esos eclipses puede ocurrir en Luna llena, esto es, cuando la cara iluminada de la Luna mira hacia la Tierra. Nótese también que un eclipse lunar puede observarse desde cualquier parte del lado derecho de la Tierra.

Siendo la distancia media Tierra-Luna solamente de 239,000 millas (384,000 Km), un eclipse lunar "podría ocurrir" una vez cada mes. La frecuencia de estos eclipses es mucho menos que 12 veces al año. En efecto, hay muchos años en que no ocurren eclipses lunares; durante otros años, hay solamente uno de esos eclipses.

La sombra tiene la forma de un cono, cuya base es la sección de la Tierra; la longitud media de la sombra es de 858,000 millas (1,380,000 Km). Debido a la variación de la distancia entre la Tierra y el Sol, la longitud de la sombra puede desviarse de la longitud media hasta en 25,000 millas (40,000 Km).

Debido a la inclinación de su órbita respecto a la de la Tierra, y por tener solamente 2,160 millas de diámetro, que es lo que puede eclipsarse, gene-

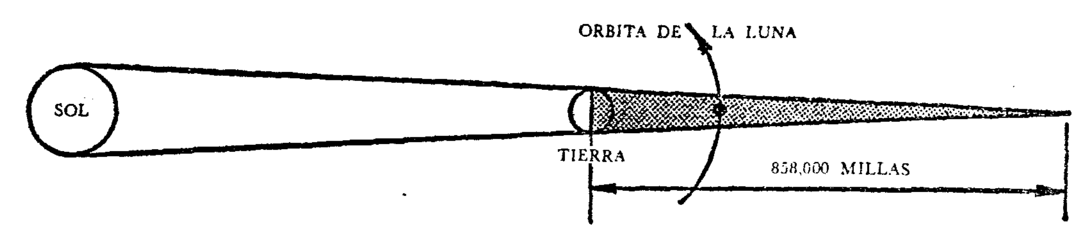


FIG. 213. El Eclipse de Luna. Ocurre esta clase de eclipse cuando la Luna está dentro del cono de sombra de la Tierra. Puede observarse un eclipse lunar desde cualquier punto del lado nocturno de la Tierra. Puede ocurrir un eclipse tal solamente, si el lado generalmente iluminado de la Luna queda hacia la Tierra, esto es, si la Luna está llena.

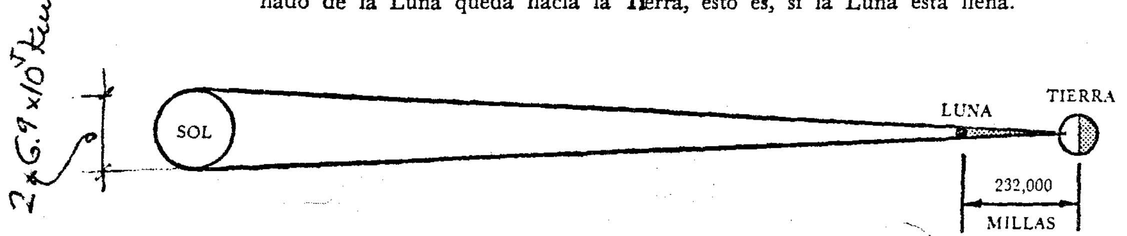


FIG. 214. Eclipse de Sol. Un eclipse total de Sol puede ser visto por observadores terrestres desde todos los lugares de la Tierra tocados por el cono de sombra de la Luna. Cuando el cono de sombra no llega completamente a la Tierra, se verifica un Eclipse Anular de Sol.

ralmente la Luna pasa por un lado del cono de sombra.

b. *Eclipse de Sol.* La Luna, siguiendo su ruta alrededor de la Tierra, lleva consigo su sombra.

También esta sombra tiene la forma de un cono, aunque mucho más angosto que el de la Tierra. La longitud de la sombra de la Luna es en promedio de 232,000 millas (373,000 Km), con variaciones de unas 4,000 millas (6,430 Km) en ambos sentidos. (Véanse las Figuras 214 y 215.)

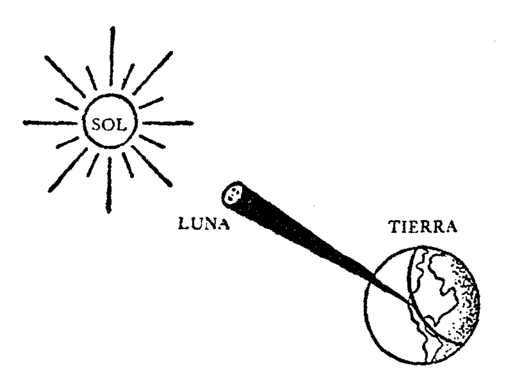


FIG. 215. Un Eclipse Total de Sol puede ser visto por observadores terrestres desde cualquier punto del arco descrito por el cono de sombra de la Luna.

A menudo no tiene la longitud suficiente para llegar a la Tierra. La distancia Tierra-Luna varía de 222,000 millas en el perigeo a 253,000 millas en el apogeo; la distancia media es de 239,000 millas. *

Ocurre un eclipse solar cuando la ruta de la superficie de la Tierra queda en el cono de la sombra lunar; cuando el cono de sombra no llega completamente a la superficie, ocurre un fenómeno llamado "Eclipse Anular". Bajo estas circunstancias, la sección de la Luna es demasiado pequeña para cubrir el diámetro aparente del Sol, y las "orillas" del Sol, en la forma de un anillo brillante, son visibles para el observador.

CONDICIONES PARA UN ECLIPSE LUNAR

Una vista superior de la eclíptica podría inducir a uno erróneamente a creer que tiene que haber un eclipse lunar cada mes. En la Figura 216 se muestra la vista superior. En línea gruesa se muestra en esta figura la órbita aparente del Sol alrededor de la Tierra, la eclíptica.

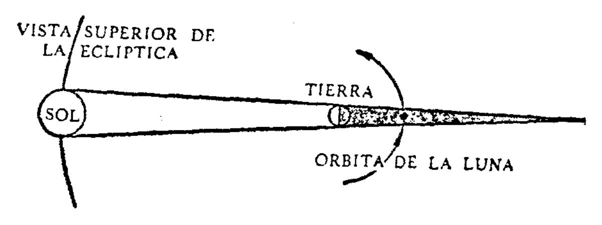


FIG. 216. Vista Superior de la Eclíptica. Mirando hacia abajo las órbitas aparente del Sol y de la Luna, tiene uno la equivocada impresión de que los eclipses lunares tienen que ocurrir cada mes.

1 Milla = 1.6093404 Kms. * Perigeo: 357.274 Kms
Apogeo: 384.632. Kms.

La órbita de la Luna alrededor de la Tierra es la línea punteada delgada. La falacia se revela en la vista lateral, la cual muestra que los tres cuerpos no están realmente sobre una misma recta. Debido a la inclinación de la órbita lunar respecto a la eclíptica, puede pasar la Luna hasta 20,000 millas arriba o abajo del cono de sombra. (Véase la Figura 217.) El número de veces que pasa por la sombra es una pequeña fracción del número de veces que cruza por arriba o por abajo de ella.

Para que ocurra un eclipse lunar deben cumplirse simultáneamente dos condiciones importantes:

Condición 1: El Sol, la Tierra y la Luna deben estar sobre una recta, como en la vista superior —esto es, la Luna debe estar como Luna llena vista desde la Tierra. Esto ocurre una vez cada mes.

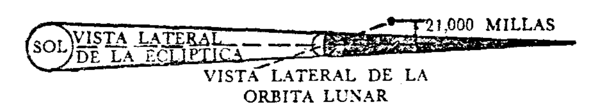


Fig. 217. Vista Lateral de la Eclíptica. Esta vista muestra el hecho de que la Luna no está realmente en línea recta con el Sol y la Tierra. La Luna en su órbita inclinada puede pasar hasta 20,000 millas (32,200 Km) arriba del cono de sombra.

Condición 2: La Luna, en su movimiento orbital, habrá de estar perforando el plano de la eclíptica, esto es, habrá de estar en uno de los nodos.

Ya se ha observado que la Luna está la mitad del mes debajo del plano de la eclíptica, y arriba, la otra mitad. *Se llaman nodos los puntos en que la Luna perfora el plano de la eclíptica: uno es el Nodo Ascendente y el otro el Nodo Descendente. La línea que une los dos se llama Línea Nodal.*

La Figura 218 muestra dos posiciones de la Luna en que se satisface la condición 1. La Luna está llena tanto en A como en B.

No hay eclipse lunar en A porque la Luna en su órbita está lejos de la eclíptica. Habrá eclipse lunar en B porque la Luna llena ocurre en el tiempo en que la Luna está en un nodo.

DURACION DE UN ECLIPSE DE LUNA

Un eclipse lunar es de relativamente larga duración porque el grueso del cono de sombra de la Tierra por donde la Luna pasa es de casi 5,700 millas (9,200 Km). Si la Luna pasa por el centro, habrá de eclipsarse totalmente durante un periodo de aproximadamente dos horas, puesto que el diá-

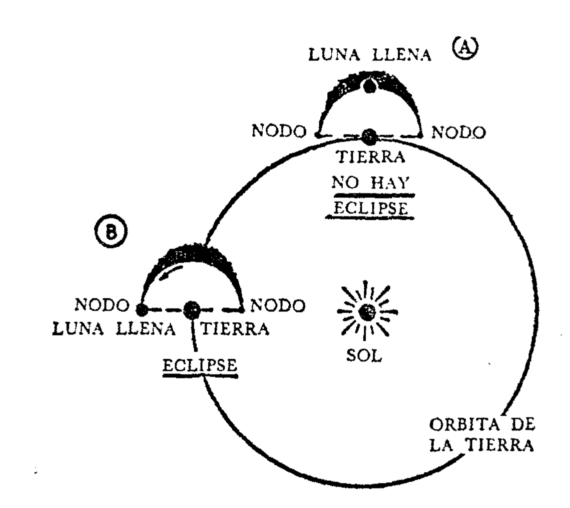


Fig. 218. Condiciones para los Eclipses de Luna. Tanto en A como en B la Luna está llena. No hay eclipse en A porque la Luna está bastante arriba de la eclíptica; pasará por arriba del cono de sombra de la Tierra. Sí hay eclipse en B porque la Luna está en el plano de la eclíptica, y tendrá que pasar por el cono de sombra de la Tierra.

metro de la Luna es de 2,160 millas (3,480 Km) y su velocidad media es de 2,000 millas (3,220 Km) por hora. (Véase la Figura 219.)



Fig. 219. Duración de un Eclipse Lunar. Le toma casi una hora a la Luna entrar a la sombra. Si la Luna pasa por el centro del cono, la duración del eclipse total será aproximadamente de dos horas. La salida dura una hora.

La sombra de la Tierra no oculta completamente a la Luna. Se ve bastante bien aunque esté en eclipse total; su brillo normal es substituido por un opaco color rojizo. Se debe esta ligera iluminación a la luz del Sol que se refracta en la atmósfera de la Tierra hacia el cono de sombra. Las componentes azul y violeta de la luz solar, según se supone, son separadas por difusión en la atmósfera de la Tierra, y las componentes rojas son las responsables de la iluminación del disco lunar.

ECLIPSES PARCIALES DE LUNA

En el caso de un eclipse parcial sólo parte de la Luna pasa por el cono de sombra, y entonces la Luna normalmente llena se ve con una muesca obscura en el lado norte o en el lado sur.

Los eclipses parciales, por supuesto, anteceden y siguen a todo eclipse total de Luna. Le toma casi una hora a la cara llena de la Luna entrar a la sombra, y un periodo similar para salir completamente de la sombra.

SERIES DE ECLIPSES LUNARES

Los eclipses vienen en serie, y componen una serie completa de 48 o 49 eclipses individuales, que se extiende sobre un periodo de 865 años. El intervalo entre dos eclipses sucesivos de una serie es de 6,585⅓ días. Los eclipses sucesivos se parecen mucho, exhibiendo la cualidad de miembros de la serie.

Sigue el procedimiento para deducir la cantidad 6,585⅓:

Para obtener la repetición de un eclipse:

I. De nuevo debe estar llena la Luna. Esta condición ocurre cada 29.53059 días.

II. El Sol debe estar de nuevo en la misma posición respecto a los nodos. Esto ocurre a intervalos de 346.6201 días.

El mínimo común múltiplo de estos números es 6,585, esto es, cada 6,585 días (o, exactamente, cada 6,585⅓ días) la Luna, la Tierra y el Sol se configurarán para repetir un eclipse previo. El intervalo de tiempo de 6,585⅓ días se llama Saros, palabra que significa "repetición" en el lenguaje de los antiguos babilonios.

Se verifican simultáneamente muchas series de eclipses —actualmente están en su curso 28 series de eclipses. Por esta razón pueden ocurrir hasta tres eclipses lunares en un año de calendario. Tres eclipses es el máximo posible: el mínimo, por supuesto, es cero.

ECLIPSES DE SOL

Los eclipses de Sol de diversos modos son diferentes a los de Luna.

a. Los eclipses de Sol pueden ocurrir solamente en Luna nueva; los de Luna, sólo durante la Luna llena.

b. Todos los eclipses de Luna, tanto los totales como los parciales, pueden ser observados simultáneamente desde todo punto del hemisferio terrestre que queda hacia la Luna. Solamente la parte más delgada del cono de sombra producido por la Luna toca siempre a la Tierra. El diámetro máximo del círculo interceptado por la superficie terrestre es menor que 170 millas (274 Km). En el caso de la penumbra se intercepta un diámetro mucho mayor —ese diámetro es de casi 4,000 millas (6,450 Km).

El cono de sombra mismo se llama a menudo Umbra (sombra, en latín); la región semiobscura de la Figura 220 se llama Penumbra. Los observadores situados en esa región verán solamente un eclipse parcial de Sol, dependiendo el porcentaje de la superficie solar eclipsada de la distancia a la umbra —a menor distancia, mayor porcentaje.

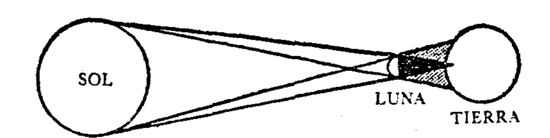


FIG. 220. La Umbra y la Penumbra. El cono obscuro es la Umbra. Los observadores situados en ese lugar de la Tierra verán un eclipse total de Sol. La región semiobscura próxima al cono de sombra es la Penumbra. Los observadores terrestres situados ahí verán un eclipse parcial de Sol.

Como la Luna y su cono de sombra se mueven en sus órbitas asignadas, así se mueven el círculo pequeño y el círculo debido a la penumbra. Una ruta típica seguida por un eclipse se muestra en la Figura 221, tomada de la edición de 1947 de una publicación del Nautical Almanac (Almanaque Náutico), oficina del U. S. Naval Observatory (Observatorio Naval de los Estados Unidos) de Washington, D. C., conocida como *The American Ephemeris and Nautical Almanac.* El cono de sombra de la Luna tocó primero la Tierra cerca de la costa occidental de Sud América, y moviéndose hacia el oriente, dejó la Tierra 3¼ horas después cerca de la costa oriental de Africa. En ese caso la faja del eclipse total tuvo un ancho menor que 100 millas.

La velocidad de la sombra sobre la Tierra depende mucho de la latitud y del ángulo que hace el cono con la superficie de la Tierra. En el Ecuador, la velocidad puede ser de sólo 1,000 millas (1,069 Km) por hora. En las latitudes mayores, especialmente cerca de la salida o puesta del Sol, cuando el cono de sombra está muy inclinado respecto a la superficie de la Tierra, la velocidad puede ser de 5,000 millas (8,000 Km) por hora.

c. La duración de la parte total de un eclipse de Luna es aproximadamente de dos horas. La duración máxima posible de un eclipse de Sol desde cualquier punto de la superficie terrestre es de 7 minutos y 30 segundos.

SERIES DE ECLIPSES DE SOL

También los eclipses solares ocurren en series, y una serie completa contiene 70 o 71 eclipses que

duran alrededor de 1,260 años. El periodo de 6,585⅓ días entre dos eclipses sucesivos de una serie es idéntico al de los eclipses lunares.

Los 70 o 71 eclipses de una serie solar siguen un patrón. El primero de una serie es siempre un pequeño eclipse parcial cerca de uno de los polos de la Tierra. Los subsiguientes son cada vez mayores (menos parciales) y ocurren más lejos del polo. Los eclipses que ocurren hacia la mitad de la serie son de la clase "eclipse total"; su ruta sobre la superficie terrestre se aleja más y más del polo en que primeramente hizo su aparición. Hacia el final de la serie, los eclipses de nuevo se hacen progresivamente parciales, y el último de la serie aparece en el polo opuesto a aquel por donde entraron.

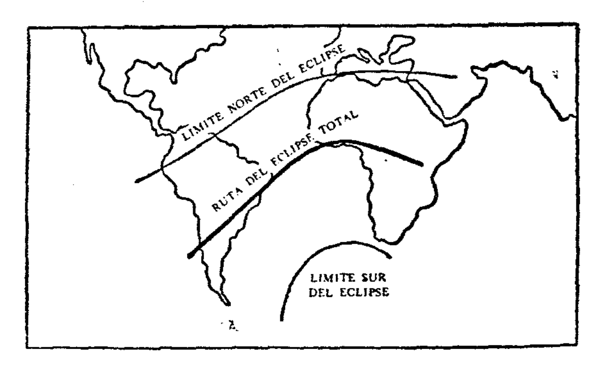


Fig. 221. Ruta del Eclipse Total de Sol de 1947. El ancho de la franja de totalidad fue menor de 100 millas (161 Km). Los límites Norte y Sur indican las regiones de la Tierra desde las cuales pudo ser observado un eclipse parcial de Sol.

Debido al tiempo designado por la fracción ⅓ de la cantidad 6,585⅓, cada miembro de una serie aparece más al oeste que su predecesor. El cambio en longitud es aproximadamente de 120 grados, porque la Tierra ha girado ⅓ de vuelta completa alrededor de su propio eje durante ese tiempo. Después de cada tres eclipses regresa la trayectoria a su longitud original. La latitud será más norte o más sur, dependiendo de si la serie empezó en el Polo Norte o en el Polo Sur de la Tierra. (Véase la Figura 222.)

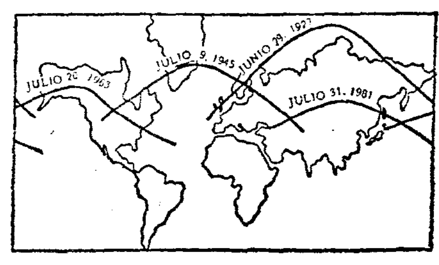


Fig. 222. Cuatro Miembros de una Serie de Eclipses Solares.

Nota: a) El periodo entre dos eclipses sucesivos de una serie es de 18 años aproximadamente (6,585⅓ días).
b) Cada miembro se localiza a ⅓ de revolución al oeste de su antecesor.
c) Si la serie comenzó en el polo norte, cada miembro sucesivo se verá más al sur sobre la Tierra.

No es necesario esperar casi 18 años (6,585⅓ días) para ver un eclipse de Sol; actualmente once series solares están produciendo eclipses. Dos de éstas, designadas con los números 6 y 7, están produciendo eclipses particularmente de larga duración. La serie 5 es de particular interés porque su ruta es a lo largo de lugares fácilmente accesibles y es de duración moderada (2.5 minutos).

El número mínimo de eclipses solares en un año de calendario es dos. El máximo es cinco.

CATALOGO DE ECLIPSES

El astrónomo austriaco T. Oppolzer publicó un catálogo donde aparecen descripciones detalladas de casi 8,000 eclipses solares y 5,200 lunares, entre 1207 a.C., y 2162 d.C.; y las rutas de todos los eclipses se muestran en unos 160 mapas. Siguen algunos:

Eclipses Visibles en los Estados Unidos hasta el Año 2000 d.C.		*Duración en minutos*
Julio 20, 1963	Maine	1
Marzo 7, 1970	Florida	3
Feb. 26, 1979	Noroeste del Pacífico	3

Eclipses de Larga Duración Visibles Fuera de los Estados Unidos hasta el Año 2000 d.C.		*Duración en minutos*
Feb. 5, 1962	Borneo, Pacífico del Sur	4
Mayo 30, 1965	Nueva Zelanda, Pacífico del Sur, Perú	5
Junio 30, 1973	Guayana, Africa Central, Océano Indico	7
Oct. 23, 1976	Congo, Océano Indico, Nueva Zelanda	5
Feb. 16, 1980	Africa Central, India	4
Junio 11, 1983	Océano Indico, Java, Mar de Coral	5
Julio 11, 1991	Islas Marshall, México Central, Brasil	6
Nov. 3, 1994	Indias Occidentales, Australia, Argentina	4
Feb. 26, 1998	Pacífico Central, Venezuela, Océano Atlántico	4

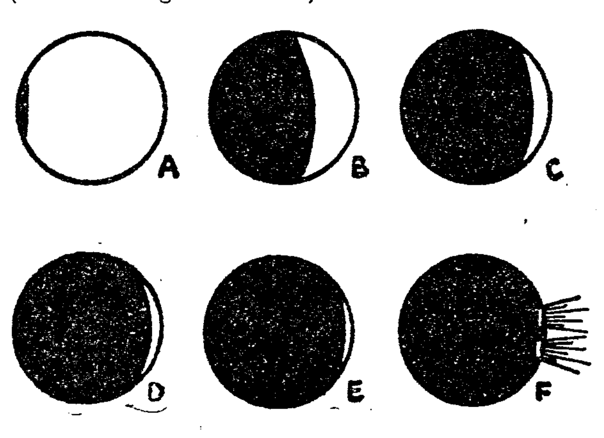
Puede predecirse el tiempo de cada eclipse dentro de dos segundos de precisión, y su ruta dentro de un cuarto de milla, basándose en complicados cálculos en que entran las posiciones y los movimientos de la Luna y el Sol. (En los Estados Unidos estos cálculos los hace el Naval Observatory, Washington, D. C.)

DESCRIPCION DE UN ECLIPSE TOTAL DE SOL

Un eclipse total de Sol es muchas cosas para mucha gente. A los primitivos y los supersticiosos, puede producir gran consternación y temor. Se han suspendido batallas y se han firmado pactos de paz como consecuencia de eclipses de Sol. Para la mayoría de nosotros, sin embargo, un eclipse total de Sol es simplemente un magnífico espectáculo. El científico se interesa más aún porque varias observaciones importantes solamente pueden hacerse durante los pocos minutos de la totalidad, y puede así viajar a través de medio mundo para observar el fenómeno en su totalidad.

El cono de sombra del eclipse se mueve a través de la cara del Sol, de occidente a oriente, cubriendo más y más del limbo occidental. Pueden observarse varias etapas importantes:

El primer contacto puede observarse solamente mirando el Sol a través de un vidrio ahumado o una película fotográfica previamente expuesta. (Véase la Figura 223 A.)



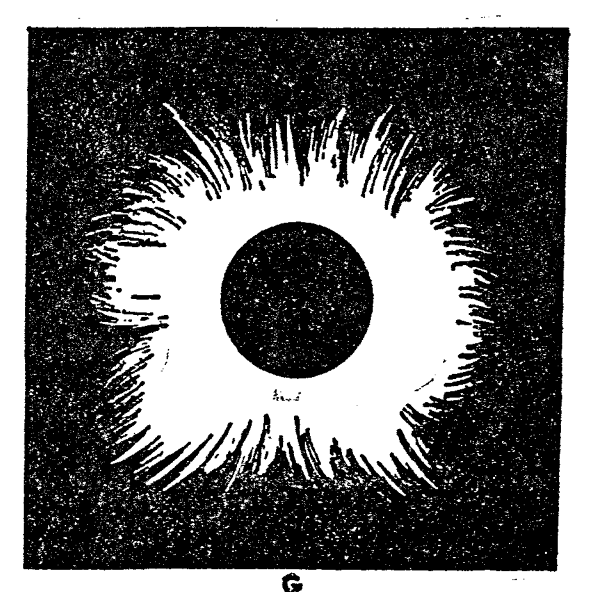


Fig. 223.

A medida que crece el limbo occidental obscurecido, cambian tanto la intensidad como la calidad de la luz solar —tiene menos azul que la luz del centro del disco. (Véase la Figura 223 B.)

En las últimas etapas de la fase parcial se manifiesta enérgicamente el color mágico de la luz que proviene del Sol en forma de Luna creciente, y esa luz extraña y turbia parece afectar tanto a los animales como a las plantas: los pájaros revolotean, gorjeando; los gallos cantan; los perros ladran excitados. (Véase la Figura 223 C.)

Poco antes de la fase de totalidad, las aves se van al gallinero y muchas flores cierran sus corolas como normalmente lo hacen a la puesta del Sol. En las sombras de las hojas de los árboles aparecen imágenes del Sol en creciente. (Véase la Figura 223 D.)

Algunos minutos antes del principio de la totalidad, bandas de sombras fantasmagóricas parecen cruzar sobre toda superficie blanca visible. Las bandas son ondas atmosféricas hechas visibles por el angosto creciente de la luz solar. (Véase la Figura 223 E.)

Pocos segundos antes de la totalidad, solamente unos cuantos rayos de Sol llegan a la Tierra a través de los valles del limbo de la Luna. (Estos rayos se llaman "Cuentas de Baily".) Esas cuentas desaparecen casi inmediatamente y su desaparición marca el principio de la totalidad. (Véase la Figura 223 F.)

En la totalidad se manifiesta la plena belleza de la corona. El halo aperlado circunda al Sol y frecuentemente se ven rayos que emanan de la propia corona. Las estrellas y los planetas hacen su aparición, contribuyendo mucho a la majestad de la escena. (Véase la Figura 223 G.)

La totalidad puede durar hasta 7.5 minutos. El descubrimiento del Sol comienza con la aparición de las Cuentas de Baily en el limbo occidental. Todos los fenómenos vistos durante la etapa de eclipsamiento se repiten ahora en orden inverso.

EL INTERES CIENTIFICO EN LOS ECLIPSES DE SOL

Los eclipses totales de Sol ofrecen oportunidades únicas para llevar a cabo varias clases de investigaciones:

a. La atmósfera solar puede estudiarse mejor durante el tiempo de un eclipse; en particular, se toman muchas fotografías del espectro de relámpago, que se usan para determinar el espesor exacto de la capa inversora, y en los estudios sobre los elementos químicos que constituyen la capa.

b. Se hace una exploración cuidadosa de la inmediata vecindad del Sol en busca de algún

planeta intermercurial —esto es, un planeta más cerca del Sol que Mercurio.

c. Los tiempos de contacto de la Luna y el Sol durante los eclipses sirven como una comprobación de las fórmulas usadas para determinar los movimientos relativos de estos cuerpos.

d. Recientemente se emplearon eclipses totales para comprobar la "curvatura" de Einstein. De acuerdo con la Teoría General de la Relatividad de Einstein, los rayos de luz de las estrellas tendrían que "curvarse" ligeramente al pasar cerca del Sol, debido principalmente al efecto de la atracción gravitacional de la masa solar sobre los rayos de luz. Los valores de la "curvatura" dados por la teoría de Einstein corresponden muy aproximadamente a los encontrados durante los eclipses de Sol.

CAPITULO XIV

LOS PLANETAS EXTERIORES

PARTE 1: EL PLANETA MARTE

DATOS BASICOS

Símbolo: ♂
Diámetro: 4,215 millas (6,782 Km).
Diámetro Angular: máximo 24.5 segundos de arco.
mínimo 3.6 segundos de arco.
Masa: 0.1 de la de la Tierra.
Densidad: 3.9 veces la del agua; 0.75 de la de la Tierra.
Gravedad superficial: 0.38 de la de la Tierra.
Velocidad de escape: 3.2 millas/segundo (5.5 Km/seg).
Periodo de rotación sobre su eje: 24 horas, 37 minutos, 22.6 segundos.
Inclinación del Ecuador del planeta respecto a su órbita: 25.2 grados de arco.
Distancia al Sol: media, 142 millones de millas (228 millones de Km).
Velocidad orbital: 15 millas (24.2 Km) por segundo.
Periodo de una revolución: sideral, 687 días.
sinódica, media 780 días.
Excentricidad de la órbita: 0.09.
Inclinación de la órbita respecto a la de la Tierra: 1.9 grados.
Distancia a la Tierra:
máxima 247 millones de millas (397,000,000 Km)
mínima 35 millones de millas (56,300,000 Km)
Albedo: 0.15.

INTRODUCCION

Porque de muchos modos Marte es único, es sin duda el planeta más estudiado. El Observatorio de Lowell (cerca de Flagstaff, Arizona) fue diseñado para el propósito expreso de estudiar los planetas en general y a Marte en particular.

Es también el planeta que provoca más controversias: hechos admitidos por algunos astrónomos son enérgicamente puestos en duda por otros —así, por ejemplo, algunos afirman haber visto canales de irrigación artificiales que solamente podrían haber sido construidos por seres inteligentes; otros niegan que tales canales existan.

(La remota posibilidad de que haya alguna forma de vida ha sido explotada por escritores de seudociencia ficción y por productores de películas muy imaginativas y por los programas de televisión).

Marte es notable por su color rojo y su brillo variable —cuando está cerca de la Tierra, es casi 50 veces más brillante que cuando está a su máxima distancia.

LAS ORBITAS DE MARTE Y DE LA TIERRA

La órbita de Marte está fuera y próxima a la de la Tierra. Una vez cada periodo sinódico (alrededor de 780 días) los dos planetas están alineados con el Sol y del mismo lado; y una vez en cada periodo están alineados, pero en lados opuestos del Sol. *Lo primero se llama Oposición, cuando Marte y el Sol están en lados opuestos de la Tierra; lo segundo se llama Conjunción, cuando el Sol y Marte están en la misma dirección vistos desde la Tierra.*

Debido a la excentricidad de la órbita de Marte, no siguen ambos planetas rutas equidistantes, variando en la oposición la distancia entre ellos, de un mínimo de 35,000,000 de millas a un máximo de 63,000,000 de millas. La mayor proximidad sucede alrededor del 25 de Agosto (la distancia máxima es durante Febrero). Las oposiciones que suceden en esa fecha o cerca de ella se llaman "oposiciones favorables" y ocurren a intervalos de 15 o 17 años —la siguiente vez será hasta 1971.

La mayor parte de nuestra información sobre el planeta se obtiene durante esos acercamientos favorables. (Véase la Figura 224.)

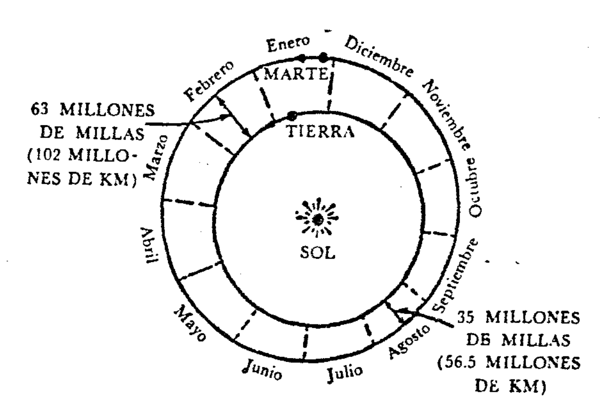


FIG. 224. Las Orbitas de Marte y de la Tierra.

Lo más lejos que Marte puede estar de la Tierra es en Conjunción, cuando la distancia es de 247,000,000 millas (397,000,000 Km), más de 7 veces más lejos que durante una oposición favorable.

LA SUPERFICIE DEL PLANETA

Según creemos, no hay ni montañas ni valles en Marte —las únicas marcas se deben a la coloración:

a. regiones rojas;
b. regiones cafés;
c. regiones verdes obscuras; y
d. regiones blancas.

Las regiones rojas, cafés y verdes obscuras están cubiertas con una red de líneas extremadamente finas, en cuyas juntas hay minúsculos puntos negros.

El hemisferio norte de Marte difiere mucho en apariencia del hemisferio sur. Las regiones rojas predominan en el hemisferio norte; las cafés y verdes en el sur. Las regiones blancas se hallan cerca de los polos norte y sur del planeta.

Todas las coloraciones de la superficie muestran notables cambios con las estaciones; la más notable de estas variaciones la tiene la región blanca próxima a los polos. El casquete blanco aparece al principio del invierno, cuando el polo particular apunta hacia el lado opuesto al Sol, y muy pronto desaparece de la vista durante el verano, cuando ese mismo polo apunta hacia el Sol. Así, los polos norte y sur se alternan en la posesión de la cubierta blanca.

El casquete blanco se forma muy rápidamente. En varios días se extiende hasta 20° o 30° del polo. A este periodo sigue otro (la estación invernal) de estancamiento, cuando permanece esencialmente sin cambio. Con la llegada de la primavera se contrae mucho y se rompe en varias pequeñas manchas irregulares; desaparecen éstas al acercarse el verano.

Generalmente el casquete polar del sur se hace más grande que el del norte; y es también el que aparentemente desaparece más completamente durante el verano en el hemisferio sur de Marte.

También puede observarse una variación por las estaciones en el intercambio entre las regiones verdes obscuras y las cafés. La primera domina durante las estaciones de primavera y verano; la mayor parte de la región verde cambia a café durante el otoño y el invierno.

LA ATMOSFERA DE MARTE

Tanto la teoría como las observaciones muestran que existe en Marte una atmósfera gaseosa. Las consideraciones teóricas involucran la velocidad de escape, de 3.1 millas (5 Km) por segundo, suficientemente alta como para permitir al planeta retener una atmósfera. La evidencia experimental es múltiple:

a. la existencia de una zona de crepúsculo;
b. el albedo;
c. la comparación de fotografías infrarrojas y ultravioletas;
d. la variación en tamaño de los casquetes polares blancos; y
e. la presencia ocasional de nubes y niebla.

a. *La Existencia de una Zona Crepuscular.* Siendo un planeta exterior, no pasa Marte por una serie completa de fases como lo hacen los planetas interiores. Nunca ve uno un creciente del planeta, ni la fase de cuarto, sino solamente la llena y la ovalada (ligeramente menos que llena). En la fase ovalada se observa la existencia de una atmósfera. Esa parte del lado obscuro de Marte que mira hacia la Tierra está ligeramente iluminada, y se extiende unos 8° más allá de la parte del planeta iluminada directamente por la luz solar (se llama Zona Crepuscular). La luz es la misma que la luz del Sol reflejada, debiéndose la reflexión a la atmósfera del planeta, de manera semejante a como la luz del crepúsculo llega a la Tierra.

b. *El Albedo.* Marte refleja la luz solar mejor que un planeta sin atmósfera como Mercurio. El albedo de Marte es de casi 15% (esto es, 15% de la luz solar incidente se refleja al espacio inmediatamente), mientras que para Mercurio es de solamente 7%.

c. *Comparación de Fotografías Infrarrojas y Ultravioletas.* Las fotografías tomadas al planeta a través de filtros ultravioletas lo hacen verse más grande que en las fotografías tomadas con la ayuda de un filtro infrarrojo. El radio calculado según las dos fotografías difiere aproximadamente en 60 millas (96.5 Km). Al parecer, la imagen infrarroja corresponde al disco sólido del planeta; y el disco que aparece en la ultravioleta, a la su-

perficie exterior de la atmósfera —en perfecto acuerdo con la teoría física. Los rayos rojos e infrarrojos son transmitidos por los gases con poca o ninguna dispersión; la luz azul resulta muy dispersada por cualquier clase de atmósfera gaseosa. El filtro infrarrojo permite que lleguen a la placa fotográfica la luz roja e infrarroja que viene directamente de la superficie del planeta; mientras que el filtro ultravioleta admite los rayos azules y ultravioletas dispersados por la atmósfera. La diferencia entre los dos radios, o sea 60 millas, se supone ser el grueso de la atmósfera de Marte. (Véase la Figura 225.)

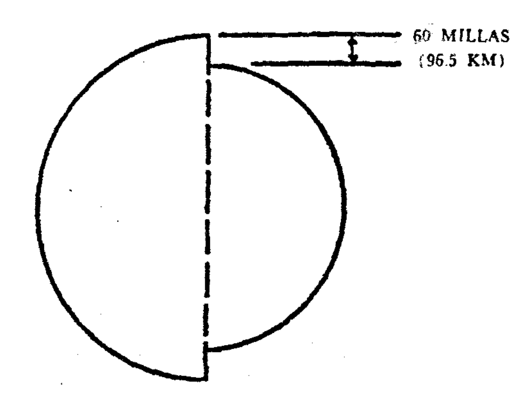


Fig. 255. Comparación de Fotografías Infrarrojas y Ultravioletas de Marte. El lado izquierdo fue tomado con un filtro que admite la luz azul, violeta y ultravioleta. El lado derecho fue tomado con la ayuda de un filtro por el cual puede pasar la luz roja y la infrarroja. Habrá de notarse cuidadosamente la diferencia de tamaño. Esta diferencia indica el espesor de la atmósfera que difunde la luz azul y violeta.

d. *La Variación en Tamaño de los Casquetes Polares Blancos.* Esta variación es otra prueba directa de la existencia de atmósfera: los casquetes blancos se deben probablemente a nieve o hielo. En la ausencia de la atmósfera no serían posibles los ciclos de formación y derretimiento.

e. *La Presencia Ocasional de Nubes y Nieblas* es aún otra prueba más de la existencia de atmósfera en Marte.

COMPOSICION

No se ha establecido definitivamente la composición de la atmósfera, pero es probable que la abundancia de dióxido de carbono sea doble que la de la Tierra, y que la cantidad de vapor de agua u oxígeno sea extremadamente baja. Investigaciones recientes parecen indicar la existencia de una mezcla de varios óxidos de nitrógeno, principalmente de dióxido de nitrógeno, NO_2, y de peróxido de nitrógeno, N_2O_4.

La presión debida a la atmósfera en la superficie de Marte se estima en un 10% de la presión terrestre al nivel del mar. El aumento de la presión con la altitud es, sin embargo, mucho más gradual en Marte que en la Tierra.

El poco espesor de la atmósfera marciana y la poca frecuencia de nubes hacen posible ver la superficie del planeta. Marte, Mercurio y, por supuesto, la Tierra, son los únicos tres planetas cuyas superficies pueden verse claramente.

ESTACIONES Y CLIMA EN MARTE

Las estaciones en Marte son, en algunos respectos, semejantes, y en otros, diferentes, a las de la Tierra.

Las semejanzas son:

1. La amplitud de las zonas climáticas —debida principalmente a la inclinación del plano del Ecuador respecto al plano de la órbita— es semejante en ambos planetas. En el caso de la Tierra, esta inclinación es de 23.5 grados; para Marte, es de 25.2 grados. También las estaciones se deben a la inclinación de los ejes. Ambos planetas tienen 4 estaciones.

2. Las variaciones en el periodo de luz del día son semejantes en ambos planetas. El periodo de una rotación completa de Marte alrededor de su eje es ligeramente mayor que 24½ horas, comparable con nuestras 24 horas.

Las diferencias son:

1. Cada estación de Marte es casi doble de larga que cada estación de la Tierra. La duración de la estación depende del periodo de una revolución alrededor del Sol. El periodo sideral terrestre es de 365¼ días; para Marte es de 687 días.

2. Las temperaturas medias en cada una de las zonas climáticas de Marte son menores que las de las correspondientes zonas de la Tierra, porque Marte, en promedio, está 50% más lejos del Sol que la Tierra, de modo que la intensidad del calor y la luz solares resultan disminuidos. Las temperaturas en la zona ecuatorial de Marte a mediodía rara vez suben a más de 70°F, mientras que las temperaturas en las primeras horas de la mañana y en las últimas de la tarde son bastante más bajas que el punto de congelación del agua.

3. El verano en el hemisferio sur de Marte es mucho más caliente que el verano en su hemisferio norte, debido a la gran excentricidad de la órbita, que es de 0.09, siendo la de la Tierra de 0.02. Esto es, la distancia de Marte al Sol es en perihelio un 20% más corta que en afelio. La diferencia en distancias para la Tierra es de 3%.

4. Los cambios de temperatura del día a la noche son mucho más grandes en Marte que en la Tierra, por el poco espesor de la atmósfera del primero.

LA "VIDA" EN MARTE

¿Hay alguna vida en Marte? ¿Hay ahí seres inteligentes? ¿Vagan animales sobre su superficie? ¿Hay alguna forma de vida vegetal? No lo sabemos.

Arguyen algunos que la estructura aparente de los canales de su superficie puede atribuirse solamente a criaturas inteligentes, y añaden que las manchas negras de los puntos de unión de los canales son depósitos, y que la variación de color de verde obscuro a café se debe al cambio anual de color de una vegetación altamente desarrollada en los campos de Marte.

Existen puntos de vista diametralmente opuestos:

Los canales no son zanjas de irrigación, y no son derechos. Las marcas se deben a rupturas hechas cuando el planeta estaba en proceso de rápido enfriamiento.

Los cambios de color de verde a café se deben a un fenómeno llamado eflorescencia. Varias substancias químicas de la Tierra muestran cambios de color (eflorescencia) semejantes cuando se exponen al vapor de agua.

INVESTIGACIONES RECIENTES

El descubrimiento de varios óxidos de nitrógeno en Marte ofrece una explicación enteramente nueva sobre las observaciones astronómicas comunes. De acuerdo con esto, los casquetes polares consisten de óxidos de nitrógeno. Su blancura se debe a la luz del Sol reflejada por ese gas. Similarmente, los matices verdes y cafés son luz del Sol reflejada por mezclas de óxidos de nitrógeno, dependiendo el matiz de la composición y la temperatura de la mezcla.

SATELITES DE MARTE

Marte tiene dos pequeños satélites: Fobos (Temor) y Deimos (Terror), llamados así por los dos compañeros mitológicos de Marte, dios de la guerra.

Fobos, el mayor, tiene un diámetro de aproximadamente 20 millas (unos 32 Km), mientras que el diámetro de Deimos es de sólo 10 millas (16 Km). Ambos giran alrededor de Marte en su plano ecuatorial y de la manera usual, en sentido contrario a las manecillas del reloj.

Fobos está a 5,800 millas (9,350 Km) del centro de su planeta madre, y a sólo 3,700 millas (5,960 Km) de su superficie. Su periodo de revolución alrededor del planeta es de sólo 7 horas y 39 minutos, lo cual es menos de 1/3 del periodo de rotación de Marte alrededor de su propio eje.

Deimos está a 4,000 millas (6,430 Km) del centro de Marte. Su periodo de revolución alrededor del planeta —30 horas y 18 minutos— difiere poco del periodo de rotación de Marte alrededor de su propio eje —24 horas y 37 minutos.

UN VIAJE A MARTE

En el tiempo de la oposición más favorable, Marte está a sólo 35,000,000 de millas (56,300,000 Km) de la Tierra. Por razones de economía de combustible, una nave espacial debería seguir una órbita curva y no una recta. A lo largo de la mayor parte de la órbita curva hacia Marte, la nave podría viajar sin usar los motores ahorrando así combustible.

En la Figura 225A se indica una órbita óptima que la nave podría seguir. La órbita de la nave es una elipse, con el perihelio en el tiempo de la partida de la Tierra (punto A), y el afelio en el tiempo de la llegada a Marte (punto B).

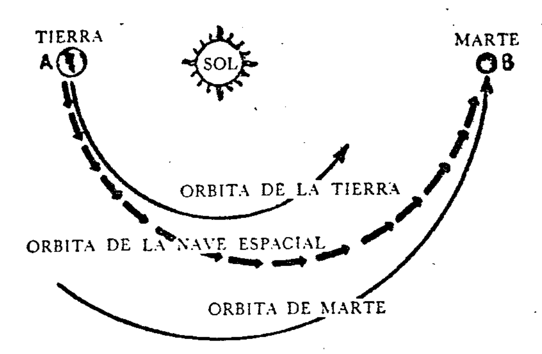


FIG. 225A. Las órbita de la nave espacial es una elipse con el Sol en uno de los focos. El punto A es el perihelio (lo más cerca del Sol) de esta órbita, y el punto B es el afelio (punto de la elipse más alejado del Sol).

Para poner la nave en su órbita sería necesario darle una velocidad de casi 27 millas (43.5 Km) por segundo; 20 millas (32 Km) por segundo para seguir la órbita requerida, y 7 millas (11.3 Km) por segundo para escapar del campo gravitacional de la Tierra.

Debido a la velocidad de la Tierra en su órbita alrededor del Sol, la nave tendría una velocidad

inicial de 18.5 millas (29.8 Km) por segundo. Esto significa que el combustible habría de emplearse solamente para dar una velocidad de 8.5 millas (13.7 Km) por segundo.

Después de viajar gran parte del camino sin emplear los motores, bajo la atracción gravitacional del Sol, la nave llegaría al punto B (200 o más días después del lanzamiento) con una velocidad de 15 millas (24.2 Km) por segundo y entraría al campo gravitacional del planeta Marte, lo cual aumentaría su velocidad aproximadamente en 3 millas (4.83 Km) por segundo. Puesto que la velocidad de Marte en su perihelio (punto B) es aproximadamente de 16.5 millas (26.6 Km) por segundo, las velocidades relativas de los dos cuerpos pueden llegar a ser hasta de 4.5 millas (7.25 Km) por segundo (16.5 — 15 + 3 = 4.5). Sería necesario minimizar la velocidad antes de aterrizar en el planeta.

PARTE 2: PLANETOIDES

DATOS BASICOS

Número total: Cuando menos 50,000.
Diámetro: El mínimo, una fracción de milla; el máximo, 500 millas (800 Km).
Masa total de todos los planetoides: $\frac{1}{3,000}$ de la de la Tierra.
Distancias medias al Sol: 130 a 500 millones de millas 210 a 800 millones de kilómetros).
Periodos: 2 a 12 años.
Inclinaciones de las órbitas respecto a la eclíptica: 0° a 48°.
Excentricidades: 0 a 0.66.

INTRODUCCION

Falta un planeta. Teóricamente, habría de haber un planeta girando en una órbita entre Marte y Júpiter. Nunca se ha hallado ahí ningún planeta. En su lugar, hay un gran número de cuerpos pequeños conocidos como planetas menores, planetoides o asteroides, indicando este último nombre su semejanza con las estrellas. Algunos fragmentos tienen diámetros tan grandes como 500 millas; otros los tienen menores que una milla. El primer planetoide descubierto fue Ceres, en el año de 1801. Los siguientes tres (Palas, Juno y Vesta) fueron descubiertos en 1802, 1804 y 1807. El número de planetoides conocidos es de decenas de millares —muchos con formas poco comunes que sugieren ser fragmentos de un planeta que se desintegró bajo la influencia de fuerzas de mareas producidas por su vecino, Júpiter.

"DESCUBRIMIENTO" TEORICO

Como muy a menudo sucede en Astronomía, los planetoides fueron primeramente descubiertos en teoría, y luego en el cielo. El "descubrimiento" se basa en la Regla de Bode, que debe su nombre al astrónomo alemán Johann Elert Bode.

Regla de Bode

a. Hágase una lista de los planetas en orden de distancia al Sol.
b. Escríbase el número 4 debajo de cada planeta.
c. Escríbase 0x3, 1x3, 2x3, 4x3, 8x3, etc., en el orden apropiado.
d. Súmense verticalmente las columnas y divídase entre 10.

Mercurio	Venus	Tierra	Marte	?	Júpiter	Saturno
4	4	4	4	4	4	4
0	3	6	12	24	48	96
0.4	0.7	1.0	1.6	2.8	5.2	10.0

El último renglón de números corresponde muy aproximadamente a las distancias verdaderas de los planetas al Sol, cuando se expresan en unidades astronómicas (una unidad astronómica es igual a la distancia del Sol a la Tierra). Las distancias verdaderas son:

0.39 0.72 1.00 1.52 2.8 5.2 9.54

De acuerdo con esta regla, tendría que existir un planeta a una distancia de 2.8 unidades astronómicas del Sol. Una búsqueda sistemática del "planeta perdido" a lo largo de la faja del zodíaco, en la cual se mueven todos los planetas, condujo al descubrimiento de una multitud de planetoides. El primer planetoide (Ceres, por la diosa tutelar de Sicilia) fue descubierto el primero de enero de 1801 por el astrónomo italiano Giuseppe Piazzi: su distancia al Sol coincide muy aproximadamente con la que le asigna la Regla de Bode.

NOTA 1: No habían sido descubiertos Urano, Neptuno y Plutón cuando se publicó la regla (1772). Urano fue descubierto poco después, y se encontró que se acomodaba bien a la Regla de Bode —19.6 según la regla; 19.2 según medidas reales. Pero Plutón y Neptuno absolutamente no se acomodan a la regla.

NOTA 2: La Regla de Bode, conocida también como Ley de Bode, no es ni de Bode ni es ley. Probablemente

los números son una coincidencia sin significado especial ni justificación lógica. La "ley" fue realmente descubierta por el astrónomo Titius de Wittenberg, y Bode fue solamente el intermediario para publicarla.

ORBITAS DE LOS PLANETOIDES

La gran mayoría de los planetoides se mueven en órbitas que quedan entre la de Marte y la de Júpiter. Los perihelios de algunos asteroides, entre ellos 433 Eros, 719 Alberto y 25 Procea, quedan dentro de la órbita de Marte.

Los planetoides se designan por un número —el del orden de su descubrimiento— seguido de un nombre. (Ejemplos: 1 Ceres, 2 Palas, 3 Juno, etc.) Generalmente el descubridor escoge el nombre. Al principio se escogieron nombres femeninos de la mitología; posteriormente, de las obras de Shakespeare y las óperas de Wagner; muchos planetoides se bautizaron con los nombres de las esposas, los amigos y aun los perros y los gatos mascotas. Siempre se emplean nombres femeninos, excepto para los varios planetoides que tienen órbitas poco comunes; a éstos se les dieron nombres masculinos.

Hay algunos planetoides con afelios exteriores a la órbita de Júpiter: entre ellos, 624 Héctor, 659 Néstor y 617 Patroclo.

La inclinación de las órbitas de los planetoides respecto a la eclíptica varía dentro de amplios límites; muchos de ellos se mueven en órbitas que casi coinciden con la eclíptica; otros, en órbitas muy inclinadas. Se muestra la órbita de Icaro en la Figura 226. Su órbita está inclinada 21° respecto a la eclíptica.

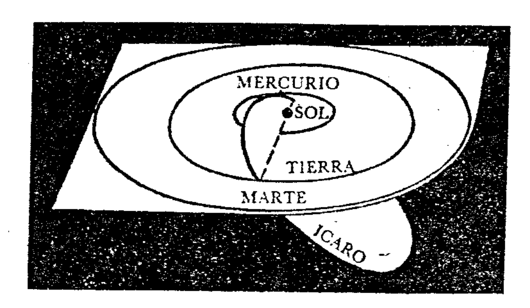


FIG. 226. La Orbita de Icaro está inclinada 21° respecto a la de la Tierra alrededor del Sol.

La órbita de máxima inclinación es la de Hidalgo, de más de 42°.

LOS PERIODOS DE LOS PLANETOIDES

Los periodos de los planetoides varían mucho entre un límite inferior de dos años y un límite superior de doce. Hay, sin embargo, periodos "prohibidos" —esto es, no hay planetoides con periodos iguales a ½, ⅓, ¼ del periodo de Júpiter (11.86 años). Esto es una consecuencia directa de un fenómeno físico conocido como Resonancia Gravitacional. La atracción gravitacional de Júpiter sobre los planetoides que se mueven en estas órbitas es acumulativa, y causa que las pequeñas masas fragmentarias se muevan hacia otras órbitas.

NUESTRO INTERES EN LOS PLANETOIDES

El principal interés en los planetoides es por sus grandes acercamientos al Sol y a la Tierra. Icaro, descubierto en 1949, pasa más cerca del Sol que cualquier otro cuerpo conocido, y logra una proximidad máxima que excede a la de Mercurio en tanto como 17 millones de millas (22.4 millones de kilómetros).

Recientemente se han descubierto varios planetoides que pasan a menos de 10 millones de millas (16 millones de kilómetros) de la órbita de la Tierra. El máximo acercamiento registrado, sin embargo, tuvo lugar el 10 de octubre de 1937, cuando el pequeño planetoide Hermes se acercó a medio millón de millas (800,000 Km) de la Tierra. Son extremadamente útiles los planetoides para comprobar los movimientos de otros cuerpos celestes.

PARTE 3: EL PLANETA JUPITER

DATOS BASICOS

Símbolo: ♃
Diámetro: ecuatorial, 89,000 millas (143,500 Km)
polar, 82,800 millas (132,000 Km)
Volumen: 1,309 veces el de la Tierra.
Masa: 318 veces la de la Tierra.
Densidad: 1.34 veces la del agua.
Gravedad superficial: 2.6 veces la de la Tierra.
Velocidad de escape: 37 millas (59.6 Km) por segundo.
Periodo de rotación alrededor de su eje: 9 horas, 54 minutos.
Inclinación del Ecuador del planeta respecto a su órbita: 3° 7′.
Distancia al Sol:
media, 483,900,000 de millas (788,000,000 Km); 5.2 unidades astronómicas.
Velocidad orbital: 8.1 millas (13.05 Km) por segundo.
Periodo de una revolución: sidéreo, 11.86 años.
sinódico, 398.9 días.
Excentricidad de la órbita: 0.05.
Inclinación de la órbita respecto a la órbita terrestre: 1° 18′.
Albedo: 0.5.
Temperatura superficial: —200°F.

INTRODUCCION

Júpiter, Saturno, Urano y Neptuno forman el grupo de los Planetas Mayores —que se distinguen por su gran volumen, gran masa y baja densidad.

Júpiter es el más voluminoso: dentro del espacio ocupado por él podrían acomodarse todos los otros planetas. Su masa, también, es enorme. Se necesitarían más de 300 esferas tan pesadas como la Tierra para contrabalancear a Júpiter.

Y solamente una estrella, Sirio, excede a Júpiter en brillo. Entre los planetas, solamente Venus, y a veces Marte, son más brillantes. Aproximadamente durante 6 meses de todo año, Júpiter está completamente a la vista todas las noches como un planeta brillante que se mueve lentamente en el campo de las estrellas.

LA ATMOSFERA

Nunca ha sido vista su superficie y, posiblemente, no exista ahí superficie sólida bien definida. Las observaciones telescópicas muestran solamente su atmósfera exterior, la cual se supone ser de un espesor de 300 a 500 millas (473 a 807 kilómetros).

Un análisis del espectro de la luz de Júpiter indica la presencia de amoníaco y metano en la atmósfera. (El amoníaco es la substancia de fuerte olor que con frecuencia se usa en las casas como agente limpiador. El metano, CH_4, se conoce como "fuego húmedo" y es el principal constituyente de los gases que producen explosiones en las minas de carbón).

Además del amoníaco y el metano, hay probablemente una gran cantidad de hidrógeno en la atmósfera, pero por estudios espectrográficos no se puede asegurar. En las bajas temperaturas (—200°F) que prevalecen en su superficie exterior, las bandas de absorción de hidrógeno ocurren solamente en el ultravioleta, y quedan por tanto completamente obscurecidas por la opacidad de la atmósfera terrestre a esta región del espectro.

A la temperatura dominante de —200°F, el amoníaco presente está probablemente en la forma de minúsculos cristales sólidos —en la Tierra, se congela a la temperatura de —108°F, y no puede existir como líquido a temperaturas mucho más bajas.

Probablemente los cristales de amoníaco flotan en la envoltura gaseosa que consiste de metano e hidrógeno.

La presión debida a estos gases y a los cristales aumenta rápidamente con la profundidad bajo la superficie exterior del planeta —probablemente, en profundidades de varios cientos de millas, los gases, bajo la presión terrible de las capas superiores, se conviertan en líquidos. Probablemente la consistencia de la atmósfera ahí sea semejante a la de una sopa espesa —partículas sólidas de amoníaco suspensas en líquido.

Las observaciones telescópicas del planeta muestran notables marcas en forma de fajas —rojas o cafés, sobre un fondo blanco cremoso brillante. Estas corrientes interiores de la amplia atmósfera del planeta se parecen algo a las rutas de los vientos sobre la Tierra.

La faja ecuatorial es de color claro y varía de 12,000 a 15,000 millas (19,700 a 24,200 Km) de anchura —de cada lado, fajas alternadas obscuras y claras siguen cursos paralelos. Con el tiempo varían mucho las fajas, mientras conservan su contorno general. La variación es en posición, color y forma.

A veces aparecen manchas brillantes sobre las fajas obscuras, y a veces manchas obscuras sobre las fajas brillantes; una —llamada Gran Mancha Roja— ha hecho historia astronómica. Apareció bastante repentinamente en 1878 ocupando una región de la superficie exterior de Júpiter de 30,000 millas de largo y de casi 7,000 millas de ancho (48,300 por 11,300 Km). Poco después de su aparición comenzó a desvanecerse, rápidamente al principio, gradualmente después, y ahora queda sólo un simple contorno.

ROTACION DE JUPITER ALREDEDOR DE SU EJE

El periodo de rotación se determina por observaciones de las marcas semipermanentes de la superficie exterior del planeta, de las cuales no hay dos con el mismo periodo. La media es aproximadamente de 9 horas y 54 minutos.

El periodo varía con la latitud —es más corto en el Ecuador (9 horas y 50 minutos); y es más largo en las latitudes retiradas del Ecuador (9 horas y 56 minutos). La variación del periodo con la latitud no aumenta uniformemente, sino más bien en forma errática. Para completar la confusión, los periodos de latitudes iguales en los hemisferios norte y sur de Júpiter no son iguales unos a otros, ni tampoco permanecen constante durante largos intervalos de tiempo.

El periodo medio de rotación, de 9 horas y 54 minutos, y el radio del planeta, de 44,500 millas (71,700 Km), implican una velocidad inmensa para la materia situada cerca de la superficie del planeta —en efecto, 30,000 millas (48,400 Km) por hora; para la Tierra el número correspondiente es 1,000 millas (1,610 Km) por hora.

Sin duda alguna, la alta velocidad de rotación de Júpiter es responsable de su notable abulta-

miento ecuatorial; el diámetro polar es 6,000 millas (9,660 Km) más corto que el ecuatorial.

LOS SATELITES

Alrededor de Júpiter giran doce lunas. Las primeras cuatro —llamadas "satélites de Galileo"— fueron descubiertas por Galileo en 1610, se conocen por los nombres Io, Europa, Ganimedes y Calisto, o simplemente como JI, JII, JIII y JIV. El quinto satélite, JV, fue descubierto en 1892 por el eminente astrónomo americano Edward Emerson Barnard; el decimosegundo satélite fue descubierto en el Observatorio del Monte Wilson en 1951. En forma natural, los doce satélites se dividen en tres grupos: (a) los Interiores; (b) los Intermedios; y (c) los Distantes.

a. *El Grupo Interno.* Este grupo incluye los satélites del primero al quinto, esto es, los de Galileo, y el descubierto por el Prof. Barnard.

Los satélites de Galileo se mueven en órbitas casi circulares a distancias que varían entre 260,000 y 1,160,000 millas (420,000 y 1,870,000 Km) y con periodos que varían entre 1¾ y 16⅔ días. Los cuatro son suficientemente grandes para mostrar discos perceptibles por telescopio, y si no fuera por el brillo dominante del planeta madre, podrían observarse a simple vista. A veces están los cuatro del lado occidental del planeta; otras veces solamente tres, dos, uno, o ninguno, están ahí, y los otros están en el lado oriental. Frecuentemente alguno de los satélites está en eclipse (pasando por detrás del planeta) o en tránsito (pasando por delante del planeta).

El quinto satélite está más cerca de Júpiter que los galileicos; su distancia al centro es de sólo 110,000 millas (177,000 Km), y a la superficie exterior, de sólo 66,000 millas (106,000 Km). Su periodo de revolución alrededor del planeta madre es de menos de 12 horas; su velocidad orbital, por tanto, es de 17 millas (27.4 Km) por segundo, o sea aproximadamente de 60,000 millas (97,000 Km) por hora.

b. *Grupo Intermedio.* Pertenecen a este grupo JVI, JVII y JX. Son todos de pequeño tamaño, con diámetros menores que 100 millas, y están a una distancia media de 7 millones de millas (11.3 millones de kilómetros). Sus periodos de revolución se estiman en unos 270 días.

c. *El Grupo Distante.* Este grupo comprende JXII, JXI, JVIII y JIX. Se caracteriza por:

1. Gran distancia al planeta madre, que se estima en 15 millones de millas (24.2 millones de kilómetros), aproximadamente.
2. Largo periodo de rotación, de más de dos años los cuatro.
3. El movimiento de todos es retrógrado, esto es, giran en dirección opuesta a la de todos los planetas y a la de la mayoría de los otros satélites. Una vista vertical desde arriba del Polo Norte de Júpiter revelaría a los satélites moviéndose en sus órbitas en dirección de las manecillas del reloj.

A TRAVES DE UN TELESCOPIO

Con un poder de 120 o mejor, se podría ver lo siguiente:

a. la forma elíptica del planeta;

b. las fajas principales; y si las condiciones visuales son particularmente favorables, el color de estas fajas;

c. la rápida rotación de la superficie (el panorama móvil de las diversas marcas ofrece uno de los mayores placeres que se pueden obtener de un telescopio pequeño);

d. el cambio de posición de los satélites (éste puede detectarse en varias horas de observación);

e. eclipses y tránsitos. Los tránsitos son a veces difíciles de seguir; sin embargo, las sombras que producen sobre la superficie de Júpiter son muy claras y pueden seguirse aun con telescopios bastante pequeños, cuando prevalecen buenas condiciones visuales.

PARTE 4: EL PLANETA SATURNO

DATOS BASICOS

Símbolo: ♄

Diámetro: ecuatorial, 75,000 millas (121,000 Km).
polar, 67,000 millas (108,000 Km).

Volumen: 735 veces el de la Tierra.

Masa: 95 veces la de la Tierra.

Densidad: 0.7 de la del agua.

Gravedad superficial: 1.2 veces la de la Tierra.

Velocidad de escape: 22 millas (35.4 Km) por segundo.

Periodo de rotación alrededor de su eje: 10 horas y 12 minutos.

Inclinación del Ecuador del planeta respecto a su órbita: 26° 45′.

Distancia al Sol: 887,000,000 millas (1,430,000,000 Km); 9.54 veces la de la Tierra.

Velocidad orbital: 6 millas (9.66 Km) por segundo.

Periodo de una revolución: sidéreo, 29.46 años.
sinódico, 378 días.

Excentricidad de la órbita: 0.056.

Inclinación de la órbita respecto a la de la Tierra: 2° 29′.

Albedo: 0.63.
Temperatura superficial: —240°F.

INTRODUCCION

Saturno es el planeta con anillos —uno de los planetas mayores, grande en dimensiones y en masa; segundo en tamaño después de Júpiter. Su masa es 95 veces mayor que la de la Tierra. Como los otros planetas mayores, su densidad es baja —menor que la del agua, esto es, podría flotar en el agua. (El valor medio de su densidad es 0.72 veces la del agua).

También a la manera típica de los planetas mayores, gira a gran velocidad alrededor de su propio eje completando una rotación aproximadamente en 10.5 horas. No es constante este periodo para el planeta entero, como pasa con Júpiter; es más corto en el Ecuador, y se alarga hacia los polos. El valor medio aceptado para una rotación completa en el Ecuador es de 10 horas y 14 minutos; y cerca de los polos es de 10 horas y 38 minutos.

Los valores para la rotación se refieren a la atmósfera exterior del planeta, cuya parte superior es la única "superficie" visible para nosotros debido a su opacidad.

Saturno es único por el sistema de tres anillos que lo circundan —fueron éstos vistos por vez primera por Galileo en 1610, y descritos claramente por el astrónomo ítalo-francés Cassini (1625-1712).

LA ATMOSFERA

Se supone que el grueso de la atmósfera de Saturno es de 15,000 millas (unos 24,000 Km).

Como con Júpiter, los estudios espectroscópicos de su luz reflejada muestran la existencia de amoníaco y metano; pero en Saturno es el metano, CH_4, el predominante, puesto que a su baja temperatura (menos de —240°F) la mayor parte del amoníaco está en forma sólida, y no afecta substancialmente la luz del Sol reflejada. También como con Júpiter, la mayor parte de la atmósfera está probablemente compuesta de hidrógeno, constituyendo el amoníaco y el metano sólo una pequeña parte.

La parte superior de la atmósfera de Saturno tiene franjas, pero no son tan notables como las de Júpiter. Las fotografías tomadas con filtros de color revelan un cambio gradual en el color de las franjas obscuras. Las próximas al Ecuador son amarillentas; las de los polos tienen un matiz verdoso distintivo. Como con Júpiter, se supone que las franjas se deben a corrientes atmosféricas.

A veces aparecen manchas sobre la imagen del planeta —una notable apareció en 1933, y se le llamó Gran Mancha Blanca. Probablemente se deben las manchas a disturbios en gran escala en la atmósfera del planeta, sobre lo cual muy poco se sabe.

ROTACION DE SATURNO ALREDEDOR DE SU EJE

El periodo de rotación se determina por observaciones de las manchas, las cuales se comprueban después con los valores obtenidos por análisis espectroscópicos: es más corto en el Ecuador (10 horas y 14 minutos) y más largo cerca del polo (10 horas y 38 minutos).

Con esta información, y con el diámetro del Ecuador del planeta (75,000 millas), se encuentra que la velocidad de la materia en el Ecuador es aproximadamente de 22,000 millas (35,200 Km) por hora.

Esta rápida rotación produce naturalmente un considerable abultamiento ecuatorial, del cual es en parte responsable el hecho de que la atmósfera sea una parte considerable del volumen. El diámetro ecuatorial es casi 8,000 millas (12,900 Km) más largo que el diámetro polar.

ANILLOS

Hay tres anillos distintos (que se designan por las letras A, B y C), separados por hendiduras. En la Figura 227 se dan sus dimensiones y las de las hendiduras.

Difieren mucho en brillo: el anillo del medio (el anillo B) es el más brillante de los tres; el anillo exterior (el anillo A) es el siguiente; y el más interior (el anillo C) es el menos brillante. El anillo interior se llama a menudo anillo de Crepe; es bastante opaco, y difícil de ver.

La hendidura entre el anillo del medio y el exterior se llama División de Cassini, en honor de su descubridor.

Son notables los anillos por su delgadez: una sección recta sería un rectángulo extremadamente delgado —el del anillo exterior, por ejemplo, sería un rectángulo de 10,000 millas (16,100 Km) de largo y de sólo 5 o 7 millas (8 u 11.3 Km) de ancho.

Los anillos están exactamente en el plano del Ecuador del planeta, estando este último inclinado casi 27 grados respecto al plano de la eclíptica. Puesto que el eje de Saturno conserva una orientación fija en el espacio (esto es, siempre apunta el eje hacia el mismo punto de la esfera

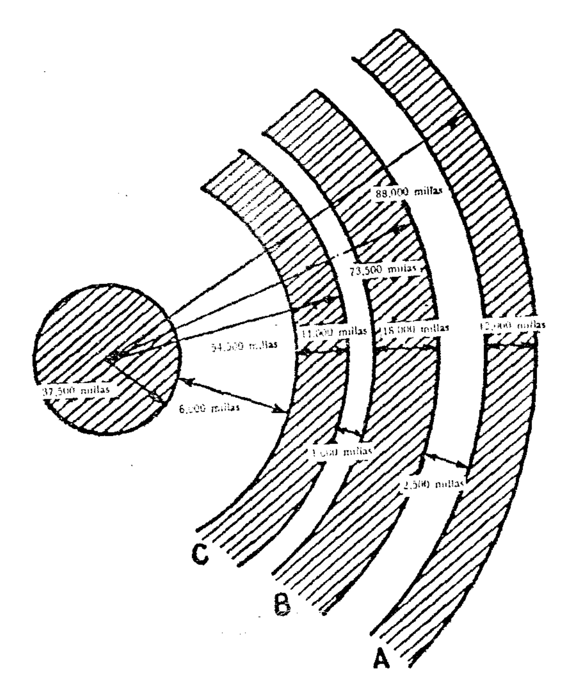


Fig. 227. Los Anillos. Una vista superior de Saturno muestra claramente los tres anillos, así como las hendiduras entre ellos. Los anchos de los anillos son de 11,000, 18,000 y 10,000 millas (17,700, 21,000 y 16,100 Km), respectivamente. En brillo varían según el orden B, A, C; con mucho, es C el más opaco. La hendidura de 2,500 millas (4,000 Km) entre el anillo A y el B se llama División de Cassini.

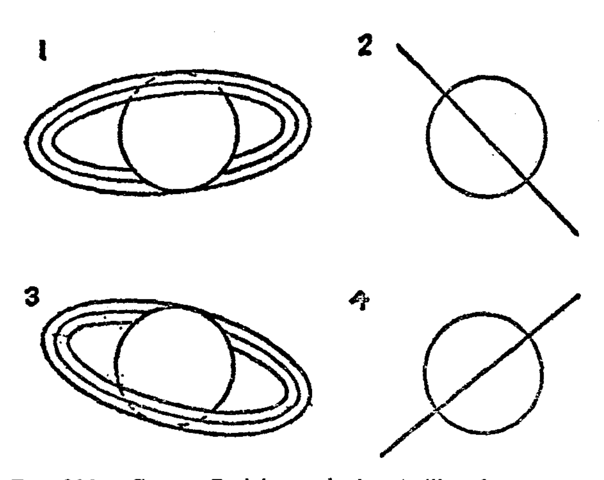


Fig. 228. Cuatro Posiciones de los Anillos de Saturno.

1) 1957. Se ve el lado sur de los anillos.
2) 1965. Ahora los anillos se ven de lado. Debido a su extrema delgadez, la orilla da la impresión de una línea recta delgada.
3) De 1965 a 1980. El lado superior de los anillos mirará hacia la Tierra. La vista en el año 1971 será como se muestra en la Parte 3.
4) En 1980 la orilla de los anillos estará de nuevo en la línea de la visual para los observadores terrestres. Su inclinación, sin embargo, será diferente de la de 1965.

Así, en poco menos de 30 años se verifica un ciclo completo de fases de estos anillos.

celeste), los observadores terrestres pueden ver los anillos en diferentes inclinaciones.

Se muestra esto en las diversas partes de la Figura 228.

La Parte 1 es una vista de los anillos en 1957 —el lado inferior de los anillos está en nuestra visual. La Parte 2 es una vista en 1965 —los anillos están de lado y dan la impresión de ser una línea recta que atraviesa el planeta. En 1971 (Parte 3), estará a la vista el lado superior; en la Parte 4 se muestra la vista de 1980.

Se completa un ciclo de fases de los anillos cada 29.5 años, siendo este periodo el de una revolución de Saturno alrededor del Sol.

Los anillos están compuestos de innumerables partículas pequeñas del tamaño de los gránulos de arena o de la grava fina. En dos hechos se basa esta suposición: (a) Los anillos son semitransparentes; ocasionalmente puede verse una estrella brillar a través de ellos. (b) La parte interior de cada uno gira alrededor del planeta en menos tiempo que la parte exterior: si el anillo fuese sólido o líquido, el periodo de rotación para cada uno sería constante.

Las hendiduras entre los anillos se deben a la "resonancia gravitacional" (Véase la discusión de los Planetoides). Aquí, la resonancia es entre los satélites de Saturno y la arena o grava giratoria. Las partículas pequeñas permanecen fuera de las órbitas en las que el periodo de revolución sería una fracción simple del periodo del satélite. No se mueven partículas en la hendidura entre los anillos A y B porque el periodo de ese movimiento sería exactamente la mitad del periodo de Mimas, el satélite más cercano a Saturno.

Se cree ahora que los anillos se deben a un satélite deshecho por las fuerzas de marea del planeta madre, o a un satélite que nunca se formó completamente: para lo primero, se supone que un satélite extremadamente próximo a Saturno se fragmentó por las fuerzas de marea; para lo último, se supone que el material que iba a formar un satélite fue impedido de hacerlo por las mismas fuerzas de marea.

El análisis matemático avala estas hipótesis, demostrando que no puede existir ningún satélite a menos de 2.44 veces el radio del planeta, o a menos de 1.44 veces la distancia a la superficie del planeta. Esos números se llaman Límites de Roche, por el científico que los descubrió en 1850.

LOS SATELITES

A Saturno lo acompañan 9 satélites —el más cercano, Mimas, está a una distancia de 117,000 millas (187,000 Km) del centro del planeta. El

más distante, Febo, está a más de 7,000,000 de millas (11,300,000 Km) del planeta madre.

Los periodos de los satélites varían de 23 horas para Mimas hasta 550 días para Febo, y todos, con una excepción, giran alrededor de Saturno en la dirección normal. Solamente Febo tiene movimiento retrógrado, lo cual le da estabilidad a su órbita. Puede demostrarse matemáticamente que un satélite lejano, cuya dirección de movimiento es normal, puede más fácilmente separarse del planeta que uno cuyo movimiento sea retrógrado.

Son bastante pequeños los diámetros de los satélites —el máximo es el de Titán (aproximadamente 2,600 millas = 4,200 Km), y el más pequeño es el de Hiperión (alrededor de 300 millas = 480 Km).

Parecen tener los satélites un periodo de rotación igual al de revolución, conservando así la misma cara hacia el primario (esto es, el planeta madre) y dando cuenta de su variación de brillo observada. Los periodos de estas variaciones de brillo son idénticos a los periodos de revolución —el brillo de un satélite, Iapeto, cambia por un factor de cinco, de mínimo a máximo, en cada revolución.

A TRAVES DE UN TELESCOPIO

En interés, Saturno sigue a Júpiter para el observador aficionado, por estas razones:

a. La forma elíptica del planeta.

b. Las franjas de la superficie.

c. La clara visibilidad de los anillos —la hendidura entre los dos anillos más brillantes, la División de Cassini, en condiciones favorables puede verse con un telescopio pequeño.

d. Son fáciles de observar el satélite más grande, Titán, y el siguiente, Iapeto; bajo condiciones particularmente favorables pueden verse otros tres satélites (Rea, Tetis y Dione).

PARTE 5: EL PLANETA URANO

DATOS BASICOS

Símbolo: ♅
Diámetro: 31,000 millas (50,000 Km).
Volumen: 59 veces el de la Tierra.
Masa: 15 veces la de la Tierra.
Densidad: 1.3 veces la del agua.
Gravedad superficial: 0.9 de la de la Tierra.
Velocidad de escape: 13 millas (21 Km) por segundo.
Periodo de la rotación alrededor de su eje: 10 horas y 49 minutos.
Inclinación del Ecuador del planeta respecto a su órbita: 82 grados.
Distancia al Sol: 1,785,000,000 millas (2,875,000,000 Km); 19.2 veces la de la Tierra.
Velocidad orbital: 4.2 millas (6.77 Km) por segundo.
Periodo de una revolución: sidéreo, 84.0 años.
sinódico, 369.7 días.
Excentricidad de la órbita: 0.05.
Inclinación de la órbita respecto a la de la Tierra: 0° 46′.
Albedo: 0.6.
Temperatura superficial: —300°F.

INTRODUCCION

La magnitud aparente de Urano es de 5.7 —es por eso apenas visible al ojo desnudo cuando las condiciones visuales son particularmente favorables. Su poco brillo se debe tanto a su gran distancia al Sol como a su gran distancia a la Tierra.

Se mueve sobre la misma ruta que los otros planetas, pero su movimiento aparente es relativamente lento; completando una revolución alrededor del Sol en 84 años. Su adelanto sobre el horizonte occidental terrestre hacia el oriental es aproximadamente de 4 grados por año.

Mucho se parece el planeta a los otros planetas mayores, Júpiter, Saturno y Neptuno. Probablemente también su atmósfera consista en una combinación de amoníaco, metano e hidrógeno, siendo el porcentaje de amonio bastante bajo comparado con el de metano y el de hidrógeno.

Como Júpiter y Saturno, está circundado por franjas paralelas al Ecuador —la diferencia de color entre las franjas obscuras y claras, sin embargo, es menos marcada que para Júpiter y Saturno.

Urano es único en varios aspectos:

a. Fue el primer planeta descubierto con ayuda de telescopio.

b. Fue descubierto por casualidad.

c. Gira sobre su eje "hacia atrás".

d. Su plano ecuatorial está casi a ángulos rectos con el plano de la órbita —el valor exacto del ángulo entre los dos planos es de 82°.

EL DESCUBRIMIENTO

El planeta fue descubierto por William Herschel, músico profesional y astrónomo aficionado, el 13 de Marzo de 1781, con un pequeño telescopio de 7 pulgadas construido por él mismo. Con un telescopio de ésos se ve como un disco muy

pequeño que poco difiere de un punto de luz típico de una estrella. Esta ligera diferencia de tamaño, sin embargo, fue razón suficiente para que Herschel sospechara que el objeto no era una estrella; y sus datos confirmaron que había sido descubierto un nuevo planeta girando alrededor del Sol a 19 unidades astronómicas de distancia.

LA ROTACION DEL PLANETA ALREDEDOR DE SU EJE

La rotación es "hacia atrás" o retrógrada, en contraste con los otros planetas, los cuales se mueven alrededor del Sol en sentido contrario a las manecillas del reloj y de igual modo giran alrededor de su eje. Urano describe su órbita alrededor del Sol de la manera normal, en contra del reloj; pero su rotación alrededor de su propio eje es en el sentido del reloj, estando el Ecuador del planeta inclinado 82° respecto a su órbita alrededor del Sol. Se usa con frecuencia otra manera de describir la rotación. Dice ésta que el Ecuador del planeta está inclinado 98° respecto a su órbita. Están, pues, invertidos los polos norte y sur originales, y la dirección de la rotación alrededor de su eje es normal, no retrógrada.

Para obtener una imagen más clara de los efectos de estos ángulos grandes, 82° o 98° para Urano, pueden estudiarse sobre la Tierra los resultados de las grandes inclinaciones.

Supóngase que el Ecuador de la Tierra está inclinado, no 23.5 sino 90° respecto a su órbita, esto es, que el eje de la Tierra está en el plano de su órbita.

En un tiempo, el actual Polo Norte quedará más cerca del Sol; seis meses más tarde, el Polo Sur recibirá más directamente los rayos solares. El concepto de zonas climáticas, tal como las conocemos, no se aplicará ya. (Véase la Figura 229.)

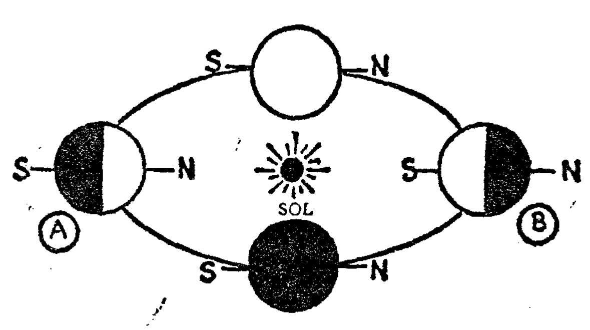


Fig. 229. Efecto de la Gran Inclinación (hipotética) del Eje de la Tierra. Si el eje de la Tierra estuviera inclinado 90° (y no 23.5, como en realidad) respecto al eje de su órbita, entonces en un tiempo durante el año el Polo Norte sería el lugar más caliente del planeta (Posición A). Seis meses más tarde la luz del Sol brillaría más directamente sobre el Polo Sur, y sería éste el lugar más caliente de la Tierra.

Supóngase entonces que el ángulo fuese aún mayor, digamos de 100°. El Polo Norte original quedaría debajo de la eclíptica; los Estados Unidos estarían en el hemisferio sur; California estaría en la Costa Oriental; y una vista vertical desde arriba de la eclíptica mostraría a la Tierra girando en el sentido del reloj, esto es, con movimiento retrógrado. (Véase la Figura 230.)

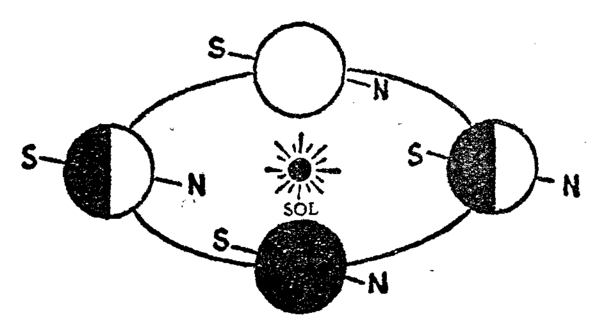


Fig. 230. Si el eje de la Tierra se inclinara aún más que su actual inclinación de 23.5 hasta, digamos 100°, los polos intercambiarían sus cualidades. El Polo "Norte" quedaría debajo del plano de la eclíptica y por tanto se conocería como Polo Sur. Los Estados Unidos estarían entonces en el hemisferio sur. Un observador que mirara hacia abajo el nuevo Polo Norte (el antiguo Polo Sur) vería la Tierra girar en el sentido del reloj. La rotación en el sentido del reloj es la dirección normal para el Polo Sur terrestre.

LOS SATELITES

Urano tiene cinco satélites: Miranda, Ariel, Umbriel, Titania y Oberon, y todos giran en el plano del Ecuador del planeta madre, y por eso, casi a ángulos rectos con la órbita en que el planeta se mueve. Los cinco tienen movimiento retrógrado, de acuerdo con la rotación del planeta alrededor de su eje.

El tamaño de los satélites varía de 400 a 1,000 millas (640 a 1,609 Km) de diámetro. Los radios de sus órbitas varían de 76,000 millas (122,000 Km) para el satélite más cercano al planeta, hasta 364,000 millas (570,000 Km) para el más lejano.

A TRAVES DEL TELESCOPIO

Muy bien puede verse Urano a través de un telescopio de 3 pulgadas —es fácilmente identificable como planeta porque no muestra el anillo de difracción que siempre circunda la imagen de una estrella en un buen telescopio. Está demasiado remoto el planeta para exhibir cualesquiera detalles superficiales, excepto con telescopios muy potentes.

PARTE 6: EL PLANETA NEPTUNO

DATOS BASICOS

Símbolo: ♆

Diámetro: 33,000 millas (53,000 Km).
Volumen: 72 veces el de la Tierra.
Masa: 17 veces la de la Tierra.
Densidad: 1.2 veces la del agua.
Gravedad superficial: 0.9 veces la de la Tierra.
Velocidad de escape: 14 millas (22.5 Km) por segundo.
Periodo de la rotación alrededor de su eje: 15 horas, 45 minutos.
Inclinación del Ecuador del planeta respecto a su órbita: 29 grados.
Distancia al Sol: 2,797,000,000 millas (4,490,000,000 Km); 30.1 veces la de la Tierra.
Velocidad orbital: 3.5 millas (5.62 Km) por segundo.
Periodo de una revolución: sidéreo, 164.8 años.
sinódico, 367.5 días.
Excentricidad de la órbita: 0.009.
Inclinación de la órbita respecto a la de la Tierra: 1° 47′.
Albedo: 0.73.
Temperatura superficial: —300°F.

INTRODUCCION

Debido a su gran distancia es invisible Neptuno a simple vista. Las observaciones telescópicas fijan su brillo como igual al de una estrella de octava magnitud. Necesita casi 165 años para completar una revolución alrededor del Sol. Su movimiento respecto a las estrellas, hacia el oriente, es ligeramente mayor que 2 grados de arco por año.

Hay una pequeña variedad de estaciones: la temperatura media es de —300°F, y no son mucho más calientes los veranos que los inviernos.

Es único, en el sentido de que fue *primero* descubierto por cálculos matemáticos, y *luego* por observación real.

EL DESCUBRIMIENTO

Al principio se alertaron los astrónomos porque Urano se movía extrañamente en su órbita. Hacia 1845, la discrepancia entre sus posiciones calculada y observada era de dos minutos de arco, una "cantidad intolerablemente grande" en Astronomía. Una explicación consistía en que el movimiento de Urano era perturbado por un planeta desconocido que estaba más allá de su órbita, el cual, cuando iba adelante, atraía a Urano, aumentando así su velocidad; y cuando iba atrás, actuaba, por su atracción gravitacional, como un freno de su movimiento.

John Couch Adams, en ese entonces un estudiante de la Universidad de Cambridge (Inglaterra), y un joven matemático francés, Leverrier, independientemente, calcularon cada uno la órbita del planeta hipotético, llegando ambos al mismo resultado. Menos de una hora después de empezar la búsqueda telescópica, el planeta fue hallado en la posición exacta indicada por los cálculos matemáticos.

LOS SATELITES

Se han descubierto dos satélites: el primero, Tritón, pocos meses después del descubrimiento del planeta; el segundo, más de un siglo después, en 1949.

Tritón es un caso especial, por ser el único satélite con movimiento retrógrado próximo al planeta madre. Su distancia al planeta madre es de 220,000 millas (354,000 Km), casi la misma distancia de nuestra Luna a la Tierra. El movimiento retrógrado de Tritón puede ser un resultado directo de las siguientes dos causas: *a.* Tritón y el noveno planeta, Plutón, fueron en un tiempo satélites de Neptuno, y se movían ambos de manera directa. *b.* Un acercamiento íntimo entre ellos produjo la separación de Plutón (que se convirtió en planeta independiente) y la inversión de la dirección de Tritón.

Tritón tiene un diámetro aproximadamente de 2,200 millas (3,540 Km); una casa de 1/15 de la de la Tierra; y gira alrededor de Neptuno una vez cada 5 días, 20 horas, en una órbita inclinada 37° respecto al plano de la eclíptica.

El segundo satélite, Nereida (una ninfa mitológica del mar, ayudante de Neptuno, Dios del Mar), se mueve en sentido directo alrededor de su planeta madre. Su periodo sideral es de 360 días y su órbita está inclinada casi cinco grados respecto a la eclíptica.

Nereida es único por dos razones:

a. Es demasiado débil para ser visto aun con grandes telescopios. Las observaciones de este satélite se hacen principalmente por fotografía.

b. La gran excentricidad de su órbita (0.79). Su distancia a Neptuno varía de 730,000 millas (1,173,000 Km) en su punto más cercano, a 7,000,000 millas (11,250,000 Km) en el punto más alejado de su órbita.

A TRAVES DEL TELESCOPIO

A través del telescopio se ve Neptuno como un minúsculo disco sin ningunas marcas definidas, de un opaco color azuloso.

PARTE 7: EL PLANETA PLUTON

DATOS BASICOS

Símbolo: ♇
Diámetro: 3,700 millas = 5,950 kilómetros (inseguro).
Masa: Ligeramente menor que la de la Tierra.
Densidad: Semejante a la de la Tierra.
Distancia al Sol: 3,670,000,000 millas (5,900,000,000 Km), o 39.5 veces la de la Tierra.
Velocidad orbital: 3 millas (4.82 Km) por segundo.
Periodo de una revolución: sidéreo, 248 años.
sinódico, 366.7 días.
Excentricidad de la órbita: 0.25.
Inclinación de su órbita respecto a la de la Tierra: 17° 9′.
Temperatura superficial: —350°F.

INTRODUCCION

El noveno y más lejano planeta conocido es Plutón, llamado así por el dios mitológico de los infiernos. Su distancia al Sol es de casi cuatro mil millones de millas —por eso los beneficios que de él recibe son pocos, pues recibe solamente 1/1600 de la cantidad de calor y luz que la Tierra recibe. La pálida luz del Sol distante, probablemente ayuda a hacer que los helados desiertos de la superficie del planeta se vean más irreales y terribles que lo que son.

Plutón se ve aun con el más poderoso telescopio como un pequeñísimo punto amarillento —excepto con el telescopio de 200″ del Monte Palomar, el cual muestra el disco aparente de Plutón.

Como con Neptuno, su fama se relaciona con su descubrimiento —el cual se les acredita a Percival Lowell, de Flagstaff, Arizona; W. H. Pickering, de Harvard; y Clyde Tombaugh, en ese tiempo estudiante-asistente del Observatorio de Flagstaff. La búsqueda del planeta ocupó más de veinte años. El anuncio de su descubrimiento en 13 de Marzo de 1930 coincidió con el cumpleaños del Prof. Lowell, y con el aniversario del descubrimiento de Urano, por Herschel. Su símbolo es ♇ (P y L, las iniciales de Percival Lowell).

De nuevo, la búsqueda de Plutón fue provocada por una desviación de los movimientos calculados de Urano y Neptuno.

Plutón es notable en varios aspectos (Véase la Figura 231):

a. Su órbita es la de máxima inclinación entre todas las de los planetas (17°).

b. Su órbita tiene la máxima excentricidad entre todas las de los planetas (0.25).

c. Podría ser que Plutón tuviera el máximo valor, entre todos los planetas, para la densidad media.

Con el descubrimiento de Plutón fueron completamente explicados los movimientos de Urano y Neptuno.

Cualesquiera otros planetas que pudieran existir más allá de Plutón tendrían poco efecto sobre los planetas conocidos.

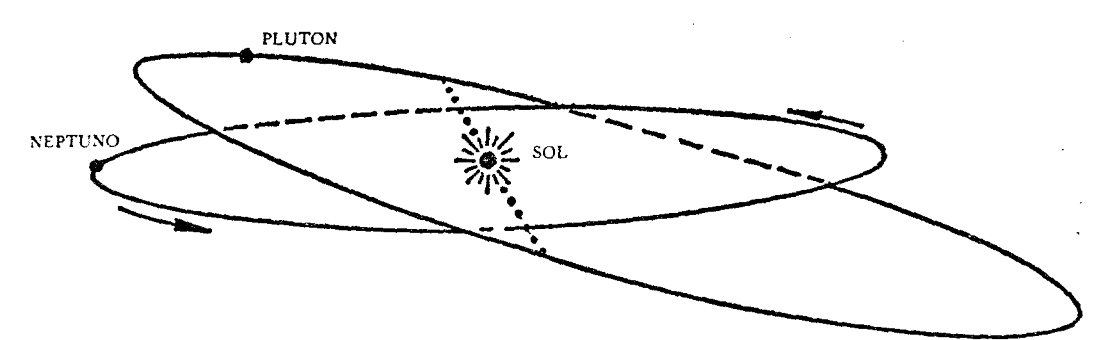


FIG. 231. Las órbitas de Neptuno y Plutón. Neptuno y todos los otros planetas se mueven en órbitas que sólo están ligeramente inclinadas respecto a la eclíptica. La única excepción es Plutón. Se muestra aquí la gran inclinación de la órbita de Plutón, comparada con la de Neptuno.

PARTE 8: SATELITES DEL SOL

Satélite solar es el colocado en órbita alrededor del Sol. Debido a que la órbita de un satélite solar es semejante a las órbitas seguidas por los planetas se les llama a veces planetoides artificiales.

El primer satélite solar, el Lunik I, fue lanzado desde la U.R.S.S. el 2 de Enero de 1959. Pesaba 3,245 libras (1,475 kgr), llevaba instrumentos que pesaban 795 libras (361 kgr), y le tomó 15 meses completar una revolución alrededor del Sol.

El primer satélite de los Estados Unidos, llamado Pioneer IV, pesaba 134 libras (61 kgr), y fue lanzado el 3 de Marzo de 1959. Las órbitas del Lunik I y el Pioneer IV están entre la Tierra y Marte. (Véase la Figura 231A.)

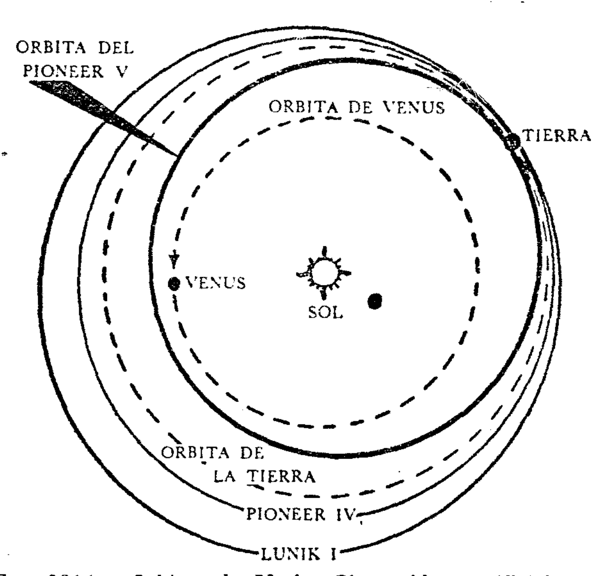


FIG. 231A. Orbitas de Varios Planetoides Artificiales. La órbita del Pioneer V está dentro de la órbita de la Tierra. El Pioneer IV y el Lunik I están más lejos del Sol que la Tierra. No todas las órbitas están en el mismo plano. La órbita de Venus hace un ángulo de 3.4° con la órbita de la Tierra.

El segundo planetoide artificial lanzado por los Estados Unidos —el 11 de Marzo de 1960— se llama Pioneer V. Es una esfera de aluminio que pesa 95 libras (43 kgr), y tiene un diámetro de 26 pulgadas (66 cm). Tiene un transmisor de 150 watts diseñado para permitir las comunicaciones con la Tierra desde una distancia hasta de 50,000,000 de millas (80,000,000 Km). El transmisor fue diseñado para radiar durante sólo 5 minutos en cada periodo de 5 horas. Las medidas obtenidas durante los periodos de silencio se almacenaban en un instrumento de memoria en miniatura para transmitirlas durante los periodos activos de 5 minutos.

Aunque la velocidad de lanzamiento del Pioneer V fue de casi 25,000 millas (40,000 Km) por hora, se redujo a 8,000 millas (12,850 Km) por hora varias horas después del despegue, debido a la atracción gravitacional de la Tierra. Su velocidad aumentó cuando fue influenciada por la atracción gravitacional del Sol. En la órbita alrededor del Sol, su velocidad media se estima en 70,000 millas (112,500 Km) por hora.

La información científica obtenida por el Pioneer V incluye: (a) medidas de la intensidad de los campos magnéticos en el espacio; (b) acción del plasma —nubes gaseosas electrificadas que flotan en el espacio interplanetario; (c) el número y la velocidad de los micrometeoritos; (d) información sobre la radiación de alta energía arrojada al espacio por las turbulencias solares, y (e) una ayuda para dar datos más exactos sobre las distancias entre los planetas.

CAPITULO XV

COMETAS Y METEOROIDES

PARTE 1: LOS COMETAS

INTRODUCCION

Los cometas son quizás los objetos más notables del Sistema Solar, y sus apariencias difieren mucho de lo que son en realidad.

En apariencia, un cometa brillante es un gran disco iluminado, como el de la Luna, frecuentemente visible a plena luz del día, seguido por una cola de cientos de millones de kilómetros de larga, y se mueve como un planeta alrededor del Sol en una elipse bastante alargada.

Pero en realidad, es sólo un conglomerado globular de piedras, el cual, al acercarse al Sol, se calienta lo suficiente para emitir luz y se convierte parcialmente en polvo y gas para dejar que el cometa forme la cola.

Cada vez que un cometa pasa cerca del Sol, se usa algo de su masa para formar la cola, y esta última se disipa como humo en el espacio. Después de algunas veintenas de veces, o de cientos de veces, de pasar por el perihelio, el cometa agota todo su material volátil e incandescente y se con-

vierte en un enjambre de meteoroides que vagan por el espacio y producen en la Tierra intermitentemente lluvias de meteoritos.

Los cometas difieren mucho de todos los otros objetos del Sistema Solar: son muy especiales en tamaño, en masa, en densidad y en conducta.

La longitud de un cometa típico es aproximadamente de 100 millones de millas (161 millones de kilómetros); y pueden llegar a tener una longitud de 500 millones de millas. El ancho y el grueso de un cometa son también de proporciones colosales; 100,000 millas es un número típico para cada una de estas dimensiones.

Desproporcionadamente, la masa es insignificantemente pequeña; demasiado pequeña para perturbar el movimiento de aun los más pequeños satélites en los acercamientos íntimos: se estima la masa de un cometa grande en un millonésimo de la de la Tierra.

Un gran volumen y una masa pequeña producen una densidad media muy baja —probablemente no mayor que un millonésimo de la del aire al nivel del mar. (Los cometas han sido descritos como "la cosa más casi nada que nada pueda ser siendo algo todavía".) Esta baja densidad es una razón para que sea semitransparente, de modo que las estrellas pueden observarse a través de él.

No obstante la baja densidad y la poquedad de masa, un cometa, cuando es visible, es un objeto imponente. Puede rivalizar en brillo con Venus; puede extenderse a través de medio cielo, desde el zenit al horizonte.

Las vastas dimensiones de algunos cometas, junto con su notable brillo, son sin duda responsables de las muchas supersticiones asociadas históricamente con sus apariciones. La aparición de un cometa brillante se creyó que era "presagio de la cólera del Cielo, y precursor de la guerra y el hambre, del destronamiento de monarcas y de la disolución de los imperios". Más se provocan los mitos por sus características apariciones repentinas.

Realmente, muy pocos cometas brillantes se han registrado: uno en la vida es el promedio. El último gran cometa apareció en 1882, fue observado durante casi nueve meses, y fue muy notable durante varias semanas. Ningún cometa verdaderamente espectacular ha aparecido en el siglo actual. Dos que aparecieron en 1910 (uno, un retorno del Cometa de Halley; el otro, el Cometa 1910 I), y el cometa del lejano sur de diciembre de 1947, son solamente cometas "moderadamente" grandes.

La frecuencia de los cometas débiles es, por supuesto, mucho mayor que la de los grandes o "moderadamente grandes".

Aproximadamente ocho cometas nuevos se descubren cada año, muchos de ellos demasiado débiles para ser vistos sin ayuda telescópica.

Hay aproximadamente un millar de cometas conocidos.

Los cometas se conocen por el nombre de su descubridor (por ejemplo, el Cometa de Donati) o por el nombre del astrónomo que hizo del cometa un objeto de interés científico (por ejemplo, el Cometa de Halley).

Ahora generalmente se designan por el año de su primer paso observado cerca del Sol, junto con un número romano que indica el orden dentro del año (por ejemplo, Cometa 1910 I, o Cometa 1882 III. El Cometa de Donati también se llama Cometa 1858 VI).

LA ESTRUCTURA DE UN COMETA

Un cometa generalmente consiste de: (a) una cabeza, llamada Coma, cerca de cuyo centro está b. un núcleo, generalmente bastante pequeño, pero mucho más brillante que el resto de la cabeza, y c. una cola que parece fluir de la Coma. La cola es siempre más obscura que la cabeza, aunque no hay una frontera claramente definida que las separe. (Véase la Figura 232.)

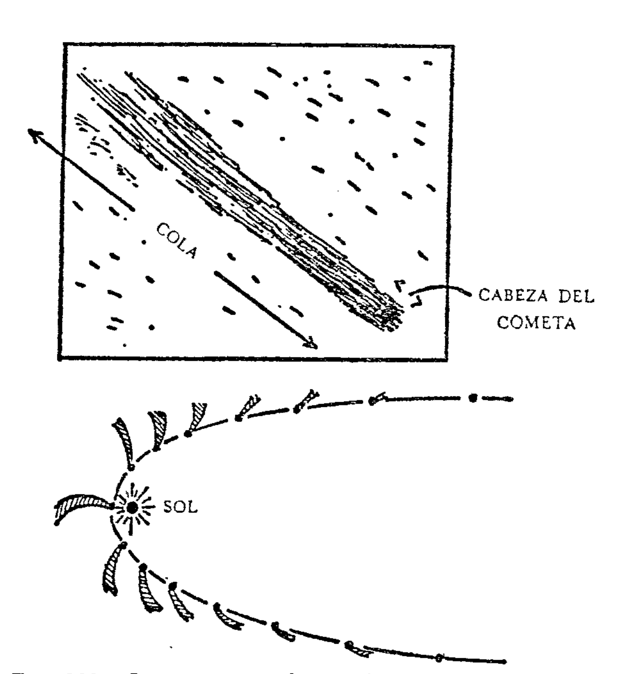


FIG. 232. La estructura de un Cometa. La cabeza, o coma, forma el frente del cometa, siendo el núcleo su parte central. El volumen principal del cometa lo forma la cola. Este es un negativo de la foto, y los objetos brillantes se ven negros en él. La cola hace su primera aparición cuando el cometa está a varias unidades astronómicas de distancia del Sol. En el perihelio es más larga, y desaparece cuando el cometa está nuevamente a gran distancia del Sol. Debido a la presión de la luz solar la cola apunta siempre hacia el lado contrario al Sol.

Los cometas individuales exhiben grandes variaciones respecto a lo normal —algunos pueden ser sin cola, o sin núcleo, o carecer de ambos.

a. *La cabeza.* La mayoría de los cometas tienen cabezas globulares que varían mucho en tamaño. El diámetro puede medir menos de 10,000 millas (16,000 Km) o puede pasar de 200,000 (320,000 kilómetros).

Tampoco es constante el tamaño de la cabeza. Generalmente son mayores las dimensiones precisamente después del perihelio, con un máximo secundario precisamente antes de llegar al punto más cercano al Sol. Así, el diámetro del Cometa de Halley, cuando estaba a unos trescientos millones de millas del Sol, era de sólo 14,000 millas (22,500 Km), aumentó hasta 220,000 millas (353,000 Km) antes de llegar al perihelio, y disminuyó hasta 120,000 millas (194,000 Km) en el perihelio. Aumentó de nuevo hasta 320,000 millas (515,000 Km) después del perihelio y finalmente disminuyó hasta 30,000 (48,200 Km) al alejarse del Sol.

Muy probablemente la cabeza esté compuesta de piedras sólidas de una gran variedad de tamaños, empezando con polvo muy fino. Quizás algunas piedras estén compuestas de hierro y níquel; otras son de composición semejante a las piedras de la Tierra.

b. *El núcleo* es la parte central brillante de la cabeza; bastante pequeño, raramente excede su diámetro las 10,000 millas (16,000 Km). (Las cantidades usuales están entre 500 y 1,000 millas.) El núcleo difiere del resto de la cabeza solamente en la densidad: su materia está mucho más concentrada que en cualquier otra parte de la coma.

c. *La cola* del cometa es de naturaleza transitoria y tiene una gran semejanza con el humo de una chimenea; aparece primero cuando el cometa se acerca al perihelio y desaparece después de que el cometa ha completado una vuelta en U alrededor del Sol y se mueve alejándose. Los gases que componen la cola probablemente resulten del calor tremendo a que quedan expuestas las partículas sólidas de la coma cuando se acercan al Sol. La gasificación de las superficies de estos sólidos produce la larga nube de gas conocida como "cola" del cometa. Un análisis espectroscópico indica la presencia de hierro, níquel, carbón, nitrógeno, así como varias otras substancias en forma gaseosa.

Mientras una longitud de un ciento de millones de millas es bastante común, se estimó que la cola del Gran Cometa 1843 I tenía más de 500,000,000 de millas (800,000,000 Km) de largo. Esta gran dispersión se debe al hecho de que la presión de radiación producida por la luz del Sol supera a la atracción gravitacional de la coma sobre los gases.

La presión de radiación, como su nombre lo dice, es presión debida a la radiación. Su valor sobre los objetos terrestres es insignificantemente pequeña —la presión debida a la radiación solar sobre una milla cuadrada de la superficie terrestre es ligeramente menor de dos libras. Su efecto sobre los gases interiores de la coma, así como sobre las partículas de polvo fino, es grande. La presión de la radiación fácilmente supera a la atracción gravitacional que actúa sobre estas partículas, y es entonces capaz de arrojarlas de la coma a grandes distancias. La fuerza impulsora debida a esta presión sigue a las partículas a lo largo de su ruta. Su velocidad al salir de la cabeza es aproximadamente de 0.5 millas (0.8Km) por segundo; más lejos, sobre la cola, son bastante comunes las velocidades de 50 millas (80 Km) por segundo.

Otro resultado de la presión debida a la radiación del Sol es que las colas siempre apuntan en sentido contrario al Sol, siguiendo al cometa cuando se acerca al Sol y precediéndolo cuando el primero se aleja.

LAS ORBITAS DE LOS COMETAS

a. *Orbitas Elípticas*

De los mil cometas conocidos, de unos 100 se sabe que se mueven en elipses alargadas, siendo el más famoso entre éstos el Cometa de Halley. Halley, contemporáneo de Sir Isaac Newton, fue el primero que sugirió que el cometa observado en 1862 era el mismo que se vio 75 años y 151 años antes; y predijo su próxima visita para el año de 1759. No vivió él para ver realizarse su predicción; pero el cometa apareció, como estaba predicho, en abril de 1759, e hizo dos apariciones subsiguientes sobre programa. (Véase la Figura 233.)

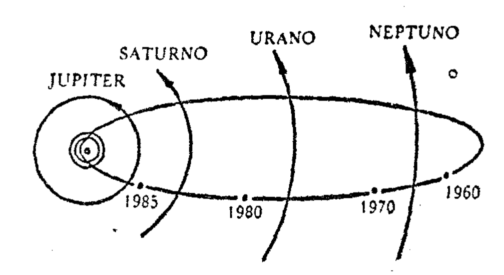


Fig. 233. La Orbita del Cometa de Halley Vista Contra el Fondo de las Orbitas de los Planetas. En 1960 habrá pasado el cometa su afelio y estará en camino al Sol. En 1970 se hallará a una distancia aproximadamente de una tercera parte entre los planetas Urano y Neptuno. La órbita real está inclinada casi 17° respecto al plano de la eclíptica.

b. *Otras Orbitas*

No han sido aseguradas definitivamente las órbitas de los otros 900 cometas. Es posible que también éstos se muevan en elipses alargadas; o podrían moverse a lo largo de curvas parabólicas o hiperbólicas.

La Figura 234 indica los tres tipos de curvas. Es de la máxima importancia poder asegurar la ruta seguida por un cometa. Los cometas que se mueven en órbitas elípticas regresan repetidamente al perihelio. Los cometas que se mueven en cualquiera de las otras dos órbitas son visibles solamente una vez para los observadores terrestres. Probablemente vienen del espacio exterior, y después de hacer una vuelta de 180 grados alrededor del Sol, regresan al espacio.

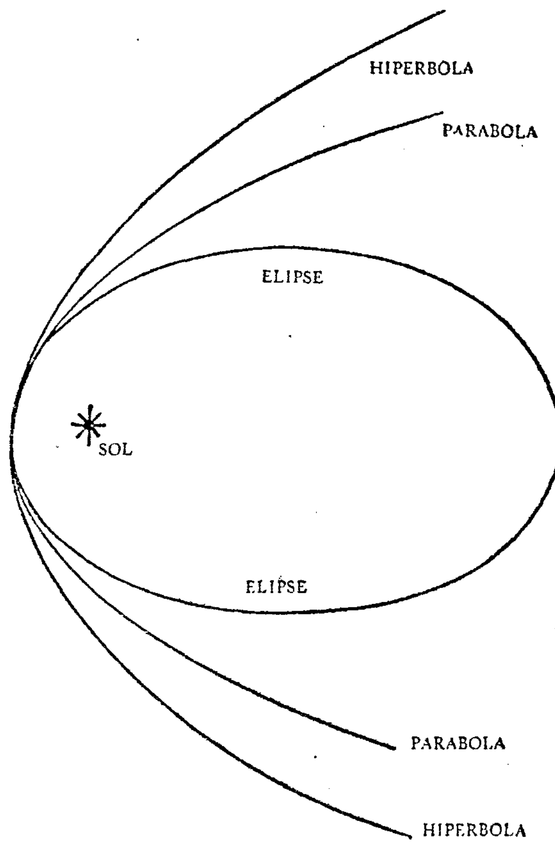


FIG. 234. Orbitas Posibles para un Cometa. Una elipse es una órbita cerrada; los cometas que se mueven sobre ella regresan una y otra vez al perihelio, y pueden entonces ser vistos por observadores terrestres. Tanto la pará bola como la hipérbola son órbitas abiertas; no se encuentran nunca los dos extremos. Todo objeto que se mueva en una órbita tal viene del espacio infinito, aparece en el perihelio, y desaparece para no volver a ser visto jamás.

Desgraciadamente es imposible determinar las órbitas de muchos cometas.

Cuando el cometa está cerca del Sol, las curvaturas de las tres órbitas son casi idénticas, haciendo casi imposible distinguirlas. A gran distancia del Sol, cuando las órbitas se diferencias unas de otras, son los cometas demasiado débiles como para ser observados.

Muchos astrónomos creen que todos los cometas se mueven en órbitas elípticas con periodos que varían desde un bajo valor de 3.3 años para el Cometa de Encke hasta un alto valor de muchos cientos de años, a velocidades que varían desde una fracción de milla por segundo cuando están lejos del Sol hasta casi 300 millas (480 Km) por segundo cuando están en el perihelio.

Cambian a menudo las órbitas de los cometas por acercamientos íntimos a uno de los planetas mayores. Así, en 1886, el cometa de Brooks pasó a menos de 55,000 millas (88,500 Km) de la superficie de Júpiter y sufrió un cambio en su periodo de 29 años para quedar ligeramente mayor que 7 años.

Las órbitas de los 100 o más cometas de los cuales se sabe que tienen órbitas elípticas quedan enteramente dentro del Sistema Solar —más de 50 de ellos tienen su afelio (punto más alejado del Sol) cerca de la órbita de Júpiter. Se conocen éstos como "Familia de Cometas de Júpiter". Otros tienen su afelio cerca de Saturno, Urano y Neptuno, y se conocen como "familias" de los planetas respectivos. El Cometa de Halley es un miembro de la "familia" de Neptuno.

VIDA Y MUERTE DE UN COMETA

Un estudio de los cometas de largo periodo indica que a una distancia de 25,000 a 150,000 unidades astronómicas del Sol hay una "Nube de Cometas" que contiene tantos como un centenar de miles de millones de cometas individuales. Debido a perturbaciones producidas por estrellas vecinas, algunos de éstos son ocasionalmente arrojados dentro del dominio del Sistema Solar, y comienzan su estancia en el Sistema Solar como cometas de largo periodo, moviéndose en elipses muy alargadas.

Durante su permanencia en el Sistema Solar, tanto su órbita como su contenido pueden cambiar mucho.

Su órbita es afectada durante los acercamientos íntimos a alguno de los planetas mayores. Tal encuentro puede cambiar el afelio del cometa de miles de unidades astronómicas a decenas de unidades astronómicas del Sol; y el periodo de cientos de años a decenas de años.

El contenido de un cometa cambia cada vez que pasa cerca del Sol —parte de su masa que

forma la cola, la cual eventualmente se dispersa en el espacio.

También puede un cometa hendirse en dos o más partes durante un paso por el perihelio, o cuando pasa cerca de uno de los planetas mayores. Las fuertes mareas que se forman en esos acercamientos son las principales responsables del hendimiento.

El límite de Roche indica que un cometa que pase a menos de 90 millones de millas del Sol, o a 9 millones de millas de Júpiter, o a 2 millones de millas de la Tierra, se desintegraría como resultado de las mareas producidas en él. Las predicciones teóricas se comprueban por observación. El cometa 1947 XIV (el decimocuarto cometa de 1947) pasó a menos de 10 millones de millas del Sol, y se partió en dos.

Aun si el cometa no se parte, su vida se limita a un ciento de pasos por el perihelio, aproximadamente. Hacia el final, el cometa ha perdido todos los gases que de él podrían volatizarse; los fragmentos restantes continúan a lo largo de su órbita normal, chocando ocasionalmente con la órbita de la Tierra para producir lluvia de meteoritos.

Nuevos cometas, sin embargo, están continuamente entrando desde la gigantesca nube de cometas para darnos una vez en la vida el inolvidable espectáculo luminoso.

PARTE 2: METEOROIDES (METEORITOS)

(NOTA: En 1961, la Unión Astronómica Internacional aprobó una terminología revisada para describir los fenómenos meteóricos. Se usan aquí estos nuevos términos. Se dan entre paréntesis los términos meteóricos usados antes de 1961.)

INTRODUCCION

Los meteoroides son objetos sólidos minúsculos (del tamaño de granos de arena) que viajan a través del espacio, principalmente a lo largo de órbitas ocupadas antes por cometas.

Se cree que muchos de estos meteoroides son los residuos de cometas que han perdido una gran cantidad de su masa en pasos sucesivos cerca del Sol, siendo la atracción gravitacional de la masa restantes demasiado débil para conservarla unida. Poco después de la "muerte" del cometa, *las partículas forman un grupo muy compacto, bien descrito como "pila de grava voladora"; se le llama enjambre a un grupo de esos.* Con el tiempo, hay una gran cantidad de dispersión tanto a lo largo de la órbita elíptica como a los lados; *se le llama arroyo a un conjunto de esas partículas; puede éste extenderse a todo lo largo de la órbita.*

La Tierra, moviéndose a lo largo de su órbita, está continuamente chocando con estas partículas sólidas dispersas, la vasta mayoría de las cuales no sobreviven al choque. Al entrar a la atmósfera de la Tierra a una velocidad bastante grande (25 millas por segundo = 40 kilómetros por segundo) se incineran por el calor blanco producido por la compresión del aire enfrente del objeto, y por la fricción entre el aire y los lados del meteoroide. Los meteoroides se hacen visibles primero a alturas de 60 a 90 millas (96.5 a 145 Km); la mayoría se desvanecen a alturas de 30 a 50 millas (48 a 80 Km).

El fenómeno luminoso que resulta de la entrada del meteoroide a la atmósfera de la Tierra se llama *meteorito* o *estrella fugaz.*

Las estrellas fugaces son extremadamente comunes: El número de las visibles cada día es aproximadamente de 20 millones; el número de los meteoritos más débiles que solamente pueden observarse con la ayuda de un telescopio es, según se cree, de 5 a 10 mil millones.

El polvo que resulta de la incineración se deposita lentamente sobre la Tierra, aumentando anualmente la masa de nuestro planeta en cientos de toneladas.

Ocasionalmente, un gran meteoroide choca con la atmósfera de la Tierra y sobrevive, en parte, al tremendo calor generado a su paso. A esos meteoroides se les llama *bólidos.* En varios museos pueden verse bólidos en exhibición, muchos de ellos de varios pies en todas dimensiones.

Dos veces, según sabemos, ha sido golpeada la Tierra por meteoritos verdaderamente gigantes —uno, el 30 de Junio de 1908, de 40,000 toneladas. Afortunadamente, cayó en una región desértica del norte de Siberia, con daño inmenso para los bosques.

El otro meteorito gigantesco dejó su huella en el desierto del noreste de Arizona, cerca del Cañón del Diablo. El cráter formado por el impacto es de casi 4,000 pies (1,220 metros) de diámetro, y está circundado por un anillo que se levanta 140 pies (42.6 metros) sobre la superficie plana y caliza que lo rodea; el fondo del cráter está aproximadamente a 600 pies (184 metros) más abajo que la orilla. Estimaciones geológicas basadas en un estudio de las rocas interiores del cráter indican que la colisión entre ese meteorito y la Tierra ocurrió hace unos 30 o 40,000 años.

FRECUENCIA

La frecuencia de los meteoros observables varía con:

a. la hora del día,
b. la estación del año y, principalmente,
c. si la Tierra choca con algún arroyo de meteoroides que fueron dispersados de la ruta de un cometa extinto, o si choca la Tierra con un arroyo o con un enjambre de meteoroides que siguen aún la órbita elíptica alargada.

a. La frecuencia es máxima en las horas posteriores a la media noche. En promedio, puede verse el doble de meteoros en las horas entre media noche y el amanecer que en un intervalo igual anterior a la media noche, puesto que durante el primer periodo, el observador está en el lado del frente de la Tierra cuando ésta se mueve a lo largo de su órbita, y ve tanto los meteoros que son capturados por la Tierra como los que son encontrados de frente. (Véase la Figura 235.)

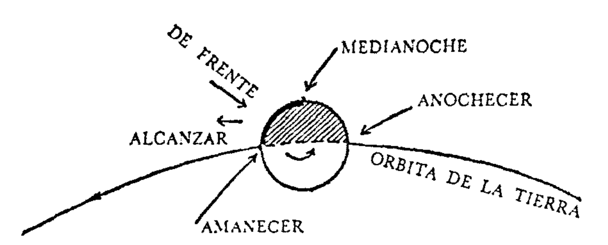


FIG. 235. Frecuencia de Meteoros después de Media Noche. Casi el doble de meteoros puede verse en cualquier región del cielo después de la media noche, en comparación con antes de la media noche. Entre la media noche y el amanecer, un observador terrestre está "viajando" en la parte frontal de la Tierra y puede ver tanto las colisiones "de frente" como las "alcanzadas" entre los meteoros y la atmósfera terrestre.

b. Hay también una variación por las estaciones. Debido a la inclinación del Ecuador de la Tierra respecto a su órbita, es máxima en Otoño la frecuencia de meteoros, para los observadores de las latitudes del norte.

c. Ocurre un aumento enorme en el número de meteoros cuando la Tierra pasa por un "enjambre" o un "arroyo", en cuyo tiempo el número puede ser de cientos de miles en cualquier pequeña región, en comparación con los ciento o algo así que normalmente se ven. *Se le llama "Lluvia de Estrellas" a un gran número de meteoros visibles.*

Naturalmente, las lluvias de estrellas son mucho más espectaculares cuando la Tierra pasa por un enjambre ("pila de grava voladora") que cuando pasa por un arroyo, en el cual las partículas están distribuidas a todo lo largo de la órbita.

Por otra parte, los encuentros con arroyos son mucho más frecuentes que con enjambres. Ocurre lo primero anualmente cuando la Tierra, moviéndose en su propia órbita, cruza la órbita del arroyo. (Véase la Figura 236.) Para que ocurra una lluvia

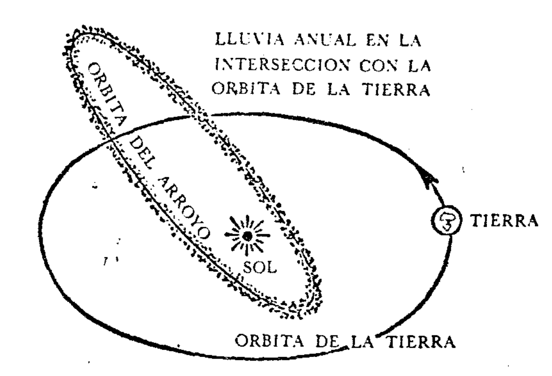


FIG. 236. Lluvia de Estrellas debida a un Arroyo. Estas lluvias son eventos anuales. Pueden verse cada vez que la Tierra está cerca del arroyo de meteoroides.

de estrellas debida a un enjambre, tanto la Tierra como el enjambre deben estar en el punto de intersección al mismo tiempo. (Véase la Figura 237.) Para algunos enjambres, ocurre esto una vez cada 33 años; para otros, a diversos intervalos.

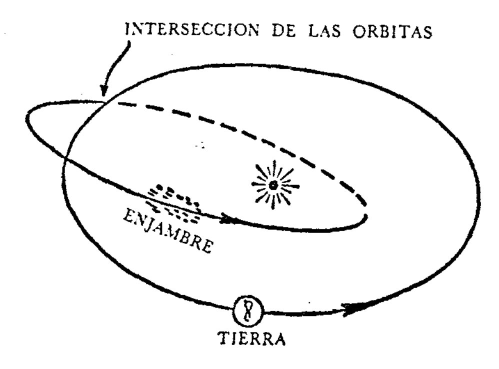


FIG. 237. Lluvia de Estrellas debida a un Enjambre. Estas lluvias son mucho más espectaculares. Ocurren cada vez que la Tierra y el enjambre están simultáneamente en el punto de intersección de sus órbitas. Para algunos enjambres puede suceder esto una vez cada varios cientos de años.

Los meteoros de una lluvia se mueven en rutas paralelas. Debido a la perspectiva, para un observador parecen estas rutas convergir en un punto de la esfera celeste. Se llama éste punto de radiación, o radiante.

LLUVIAS DE ESTRELLAS

Nombre	*Fecha*	*Cometa*	*Periodo del cometa*	*Observaciones*
Liridas	Abril 20-21	1861 I	415 años	Pocas *cada* año
Acuaridas	Mayo 3-6	de Halley	76.6 años	Pocas *cada* año
Perseidas	Agosto 9-12	1862 III	120 años	Muchas *cada* año
Oriónidas	Octubre 19-22	?	?	Muchas *cada* año
Leónidas	Noviembre 14-17	de Tempel	33.3 años	Meteoritos veloces
Geminidas	Diciembre 11-12	?	?	Lluvias condicionales

Cada lluvia se designa por la constelación en que se localiza su radiante particular —Liridas, Perseidas, etc.

En esta misma página aparece una lista de las principales lluvias meteóricas y de los cometas asociados.

Los meteoritos recuperables se pueden agrupar en tres clases distintas, de acuerdo con su composición:

a. Los Meteoritos de hierro, o Sideritos. Consisten éstos de hierro, y de 5 a 15 por ciento de níquel. Los dos metales forman generalmente una aleación. Con bastante frecuencia se encuentran en los sideritos un pequeño porcentaje de cobalto y minúsculas cantidades de otros elementos.
b. Los Meteoritos Pétreos, o Aerolitos. Estos se parecen mucho a las piedras de la Tierra, aunque generalmente son más densas que éstas.
c. Los de Hierro y Piedra, o Siderolitos. Estos meteoritos por lo general consisten en un marco esponjoso de hierro-níquel que contiene el material pétreo en los intersticios. Los metales y las piedras están mezclados aproximadamente en iguales proporciones.

Un análisis químico de los meteoritos revela que en ellos hay de casi todos los elementos. Los más abundantes son el hierro, el oxígeno y el silicio, en ese orden. Esto es muy semejante a la abundancia de elementos en la costra de la Tierra: oxígeno, silicio, aluminio y hierro.

COMO IDENTIFICAR LOS METEORITOS

Sideritos. Los meteoritos de hierro o sideritos son los más fáciles de identificar. Los sideritos generalmente tienen un color café brillante cuando se limpian, debido en parte a la fusión que sufrió el metal mientras estaba en el aire, y en parte a la natural oxidación en el suelo.

Para obtener la prueba final del origen meteórico de un siderito puede seguirse el procedimiento siguiente:
a. Cortar un pedazo del meteorito.
b. Pulir la superficie recién expuesta.
c. Grabar la superficie pulida con ácido nítrico diluido.

El grabado hace aparecer un diseño cristalino que es característico de los meteoritos de hierro.

Aerolitos. El tipo pétreo de meteorito se parece mucho a las rocas terrestres y por eso es mucho más difícil de identificar. Se emplean a menudo los dos procedimientos siguientes para identificar aerolitos:

a. Pulverizar un pedazo pequeño de la piedra en cuestión. Si el polvo contiene hojuelas relucientes de material metálico (níquel, en particular), es bastante seguro suponer que la piedra vino del espacio exterior.

b. Poner un pedazo pequeño bajo el microscopio. Si están incrustadas pequeñas partículas redondas (llamadas condrias) en la masa de la muestra, puede uno estar bastante seguro de que el espécimen tiene origen extraterrestre.

CAPITULO XVI

SATELITES TERRESTRES ARTIFICIALES

Un *satélite terrestre artificial* es un objeto que gira alrededor de la Tierra en una órbita circular o casi circular (elíptica). El primer satélite, llamado Sputnik I, fue lanzado por la U.R.S.S. el 4 de Octubre de 1957. El Sputnik I era una esfera que pesaba 184 libras (83.5 kgr) y tenía un diámetro de 13 pulgadas (33.5 cm). Circundó a la Tierra en una órbita elíptica con un perigeo de 155

millas (250 Km) y un apogeo de 580 millas (930 Km), completando un viaje alrededor de la Tierra en 96 minutos. Durante su vida, desde que fue lanzado hasta que se desintegró en la atmósfera, el Sputnik I viajó 37 millones de millas (59.5 millones de kilómetros).

Para lanzar un satélite, es necesario:

(a) elevarlo a la altura apropiada sobre el nivel del mar,

(b) orientarlo en la dirección apropiada,

(c) darle la velocidad apropiada.

El satélite debe elevarse varios cientos de millas para minimizar el efecto de la fricción atmosférica sobre su movimiento orbital.

Se le debe dar una velocidad perpendicular (90°) al radio de la Tierra si se desea una órbita circular. Y si se desea una órbita elíptica, debe darse al satélite una velocidad ligeramente diferente a la perpendicular. También debe ponerse el satélite en el ángulo apropiado respecto al meridiano. El ángulo apropiado es una transacción entre el hacer el mejor uso de la velocidad inicial producida por la rotación de la Tierra alrededor de su eje y el mejor rango de latitudes sobre la superficie terrestre para hacer observaciones del satélite.

Para emplear más ventajosamente la velocidad producida por la rotación de la Tierra sobre su eje, habría de lanzarse el satélite apuntando hacia el oriente y desde el Ecuador, donde la velocidad inicial es máxima —aproximadamente de 1,000 millas (1,609 Km) por hora. Todo objeto del Ecuador tiene esta velocidad en relación al espacio, porque la Tierra completa una rotación (circunferencia de 38,600 Km) en 24 horas. Un satélite tal podría ser visto solamente por observadores situados en el Ecuador o cerca de él. El satélite daría información solamente sobre la latitud de 0°.

Para ser visto por todos los observadores terrestres, así como para dar el máximo de información, habría de ponerse un satélite en la dirección norte-sur. Sin embargo, esto impediría el empleo de la velocidad inicial.

La velocidad horizontal apropiada está entre 18,000 y 25,000 millas (29,000 y 40,000 Km) por hora, o sea de 5 a 7 millas (8 a 11.2 Km) por segundo. Cinco millas por segundo es para órbitas muy pequeñas, y siete es para las muy grandes. Si la velocidad horizontal fuese menor que 5 millas por segundo, no entraría en órbita el satélite sino que caería otra vez a la Tierra. Si la velocidad fuese mayor que 7 millas por segundo, el objeto no entraría en órbita alrededor de la Tierra sino que escaparía del campo gravitacional terrestre.

Generalmente se combinan las tres tareas implicadas en el lanzamiento de un satélite. Usualmente se pone el satélite en órbita por un cohete de varias etapas. El propósito primario de la etapa inicial es sacar al satélite de la parte densa de la atmósfera, siguiendo la ruta más corta (directo hacia arriba) y con la velocidad óptima (para minimizar el efecto de la fricción). Las otras etapas ponen horizontal el satélite y le dan la velocidad deseada.

Antes del despegue se carga apropiadamente cada sección con la cantidad correcta de combustible, sólido o líquido, el cual se descarta tan pronto como su misión está cumplida.

Un cohete típico de los empleados para lanzar un satélite puede consistir de tres etapas o secciones y un cono en la punta, la nariz. (Véase la Figura 237A.) El cono se pone en la punta del satélite para dirigirlo.



FIG. 237A.

Una vez colocado en órbita, puede un satélite continuar ahí indefinidamente, porque las fuerzas que actúan sobre él se cancelan, y dejan una fuerza neta nula.

Muy arriba de la superficie terrestre hay solamente dos fuerzas actuando sobre un satélite; estas fuerzas son:

a. Fuerza de Gravedad.

$$F_{grav.} = 6.7 \times 10^{-8} \frac{Mm}{r^2}$$

donde M es la masa de la Tierra, m la masa del satélite, y r la distancia entre el centro de la Tierra y el centro del satélite. Esta fuerza ejerce una atracción sobre el satélite, tendiendo a llevarlo hacia la Tierra.

b. La fuerza centrífuga $F = \frac{r}{mv^2}$, donde m es la masa del satélite, v es la velocidad a lo largo de su órbita, y r es la distancia del satélite al centro de la órbita. Esta fuerza es repelente y tiende a aumentar la distancia entre el satélite y la Tierra.

Para un valor apropiado de la velocidad, estas dos fuerzas son iguales en magnitud y de sentidos opuestos. Por eso se anulan una a la otra. Así, un satélite con la velocidad apropiada continuará moviéndose en su órbita, al no haber fuerza que lo saque de su ruta establecida.

Dentro de la atmósfera terrestre, la fricción entre el aire y el satélite trastorna el equilibrio entre las fuerzas de gravitación y centrífuga. La fuerza debida a la fricción disminuye la velocidad del satélite y comienza la siguiente cadena de eventos:

I. La disminución de la velocidad disminuye la fuerza centrífuga.
II. Siendo mayor la fuerza gravitacional que la centrífuga, obliga al satélite a acercarse más y más a la superficie de la Tierra, siguiendo una ruta en espiral.
III. La fuerza de fricción puede crear suficiente calor para quemar el satélite antes de que llegue al suelo, o puede el satélite realmente llegar al suelo de la manera en que lo hacen los meteoroides grandes.

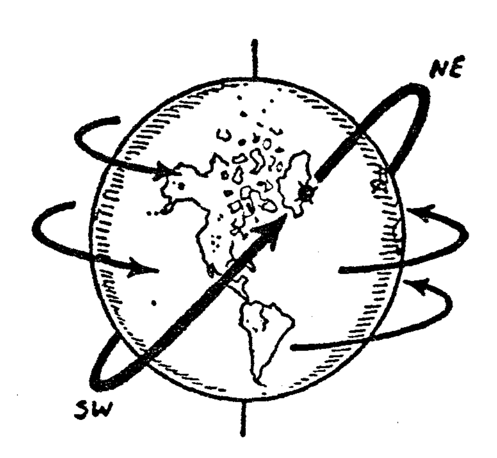


Fig. 237B. Movimiento del Satélite. La línea gruesa forma un lazo a lo largo del cual se mueve el satélite.

El mejor tiempo para observar visualmente un satélite es al amanecer o al obscurecer. A estas horas, el Sol está debajo del horizonte, el observador está en la región obscura, mientras que el satélite, varios cientos de millas arriba, recibe y refleja luz del Sol.

La órbita seguida por el satélite es fija en el espacio, excepto por perturbaciones menores, mientras la Tierra dentro de esa órbita está girando una vez cada 24 horas. (Véase la Figura 237B.)

Así un observador desde Nueva York puede ver al satélite viajar de suroeste a noreste, y doce horas después puede ver al mismo satélite en otra parte de su órbita moviéndose de noroeste a sureste.

Se ha obtenido una gran cantidad de conocimiento sobre el espacio exterior con la ayuda de los satélites; el hecho más importante es que la Tierra está circundada por cuando menos 3 cinturones de radiación (se llaman zonas de Van Allen, en honor de su descubridor).

Algunos de los satélites que se han puesto en órbita están diseñados para efectuar funciones específicas. Entre éstas tenemos:

a. Tiros I, y otros de su serie, están diseñados para obtener datos meteorológicos que pueden ser de mucho uso para las predicciones del tiempo.
b. La serie de satélites Transit, que se espera que forme una red de satélites que sirvan como jalones de radio para dar un sistema global que en todo tiempo sirva para la navegación de aviones y barcos.
c. La serie "ojo en el cielo" (eye in the sky), que está diseñada para dar pronta información sobre el posible lanzamiento de proyectiles enemigos.

CAPITULO XVII

EL ORIGEN DEL SISTEMA SOLAR

INTRODUCCION

Ahora generalmente se cree que los miembros del Sistema Solar pertenecen a tres generaciones. El Sol es el único miembro de la primera generación, y nació aproximadamente hace cuatro mil millones de años. Los planetas, planetoides, y la mayoría de los otros miembros del sistema nacieron en una fecha ligeramente posterior, y forman la segunda generación. Los satélites —la tercera generación— son la prole de los planetas, y son de fecha aún más reciente. Generalmente se supone que las masas de todos estos cuerpos salieron de la materia que originalmente pertenecía al Sol.

Varias hipótesis intentan explicar la manera en que los planetas, por ejemplo, fueron creados. Las principales de éstas son:

a. La Hipótesis de la Fuerza Centrífuga.
b. La Hipótesis de la Marea.
c. La Hipótesis de la Colisión.
d. La Hipótesis del Choque de la Estrella Doble.
e. La Hipótesis de la Turbulencia.

LA HIPOTESIS DE LA FUERZA CENTRIFUGA

Esta hipótesis se refiere generalmente a la Teoría de la Nebulosa de Laplace, del gran matemático y astrónomo francés Pierre Simón Laplace, quien primero la propuso en 1796. De acuerdo con esta teoría, el Sol fue en un tiempo una gran masa de gas caliente con forma de disco que giraba lentamente y se extendía bastante más allá de la órbita del planeta más lejano. El nacimiento de los planetas resultó de la siguiente cadena de eventos:

I. El Sol se enfrió.
II. Como resultado, el gas se contrajo, y el radio del disco se hizo más pequeño.
III. El decrecimiento del radio produjo un incremento en la velocidad rotacional, aumentando así la fuerza centrífuga.
IV. Cuando la fuerza centrífuga, actuando sobre las más externas regiones del Sol, sobrepasó el valor de la fuerza de atracción, se separó un anillo del cuerpo principal del Sol.
V. Este anillo gaseoso se condensó gradualmente en una esfera que se convirtió en uno de los planetas.

El Sol continuó enfriándose, y este proceso se repitió para producir los otros planetas.

Crítica de la Teoría de Laplace. A pesar de que a primera vista la teoría parece razonable, un análisis más profundo demuestra que es completamente insostenible, porque es incompatible con varios principios fundamentales de la mecánica. Dos de estas incompatibilidades son:

a. Puede demostrarse que los anillos, después de separarse del Sol, no podrían juntarse para formar un solo cuerpo, ni siquiera unos cuantos cuerpos. En lugar de eso, la teoría física hace ver que la mayor parte del material de estos anillos se evaporaría, molécula por molécula, en el espacio; el residuo, debido a los efectos de mareas del Sol sobre el anillo, se convertiría en una multitud de partículas como la grava, o más pequeñas.

b. Puede demostrarse que los planetas creados así harían su rotación y su revolución, mucho más lentamente que como realmente lo hacen (o que el Sol giraría mucho más aprisa). Dicho de otro modo, el Sol tendría la mayor parte del momento angular del Sistema Solar, mientras que todos los planetas y planetoides juntos tendrían muy poco.

La cantidad física que se emplea para describir el momento de un cuerpo debido al movimiento circular, se llama Momento Angular. Por definición, el momento angular de un cuerpo de masa *m*, velocidad a lo largo de su órbita *v*, y distancia al centro *r*, es el producto de esas tres cantidades, a saber: $m.v.r.$

Los hechos contradicen rotundamente esta teoría: el Sol, con 99.9% de la masa del Sistema Solar, tiene solamente el 2% del momento rotacional, mientras que todos los otros miembros del Sistema Solar combinados tienen .1% de la masa, pero el 98% del momento angular.

Así, de acuerdo con la teoría de la nebulosa, al enfriarse ésta se concentraría y retendría la mayor parte de este momento angular en su masa central (el Sol), y donaría a los anillos que se separaran sólo una pequeña fracción de su inercia rotacional —el hecho es, sin embargo, que el Sol posee solamente 2% del momento.

LAS HIPOTESIS DE LA MAREA Y DE LA COLISION

a. La *Hipótesis de la Marea,* conocida también como *Hipótesis del Encuentro,* sostiene que los planetas fueron creados como resultado de enormes mareas que fueron provocadas en el Sol por una estrella que pasaba. Los gases densos extraídos del Sol fueron dotados de un movimiento lateral en la dirección en que se movía la estrella de paso. Muy probablemente parte de la materia así levantada seguiría a la estrella; posiblemente otra parte regresaría a la superficie del Sol. Otra más sentiría una fuerza centrífuga suficientemente grande para superar la atracción gravitacional y formaría los diversos planetas. Esta hipótesis, sugerida por Moulton y Chamberlin, de la Universidad de Chicago en 1900, se llamó originalmente teoría planetesimal, donde el término "planetesimal" significa "planeta pequeño". Este diminutivo sugiere que el resultado inmediato de la acción de la marea fue solamente planetas pequeños; crecieron éstos en tamaño recogiendo material disperso vecino para formar el sistema de los 9 planetas conocidos.

NOTA: Cálculos recientes (1960) hechos por el Prof. Woolfson, usando la computadora de la Universidad de Manchester (Inglaterra), muestran que una estrella de paso podría formar los planetas y hacerlos tomar posiciones de acuerdo con la Ley de Bode. Según el método del Prof. Woolfson, la estrella levantó mareas en el Sol y extrajo material solar a intervalos regulares de 6.75 años. Venus se formó primero, después los otros planetas, hasta Plutón. Mercurio no encaja bien en estos cálculos, y se ha sugerido que este planeta no empezó a dar vueltas alrededor del Sol al mismo tiempo que los otros. De acuerdo con esta teoría, los asteroides resultaron de una colisión entre dos planetas que ocupaban el espacio entre Marte y Júpiter.

b. La *Hipótesis de la Colisión* se diferencia de la hipótesis de la marea en que supone que el encuentro entre el Sol y la estrella visitante tomó la forma de una verdadera colisión.

Crítica. Cálculos basados en fórmulas fundamentales de la Física muestran que ninguna de las dos hipótesis es aceptable. Otra vez la dificultad principal estriba en la distribución observada de los momentos angulares, a saber, que el Sol tiene solamente 2%, mientras que los planetas tienen casi 98% del momento rotacional. El Prof. Henry Norris Russell, de la Universidad de Princeton, concluyó que bajo ninguna suposición razonable sobre un encuentro sería posible tanto como un 10% del momento angular conocido por tonelada de planeta.

LA HIPOTESIS DEL ENCUENTRO DE LA ESTRELLA DOBLE

Esta hipótesis, introducida por el astrónomo inglés R. A. Lyttleton, tiene la enorme ventaja sobre las precedentes de que no contradice los hechos observados del momento rotacional. La hipótesis de Lyttleton supone que el Sol fue originalmente una estrella doble, y que una estrella de paso chocó con la compañera del Sol. Los eventos que siguieron a esta colisión, que pudo haber durado alrededor de una hora, fueron:

I. Las estrellas que chocaron (la intrusa y la compañera del Sol), después del rebote, tiraron un listón de material suficientemente grande para producir todos los planetas, satélites, etc.

II. Las dos estrellas (como bolas de billar después de un choque) siguieron sus cursos, acarreando las partes de su "listón" que quedaron bajo la influencia inmediata de sus respectivos campos gravitacionales.

III. Los diversos miembros del Sistema Solar se formaron de la parte central de esa materia extraída; el momento angular de la materia de esta parte central podría corresponder a los valores observados.

Crítica. Los cálculos muestran que el 94% del listón sería absorbido por las dos estrellas que chocaron, mientras que el 6% de la parte central seguiría a la intrusa y a la compañera del Sol durante algún tiempo antes de volver a la sola influencia del Sol. La probabilidad de que los planetas se hayan formado de este 6% de la materia es extremadamente pequeña. Es infinitamente más probable que los efectos de marea debidos a la intrusa y a la compañera convirtieran esta parte del listón en pedacitos que luego se dispersaron en el espacio vecino.

LA HIPOTESIS DE LA TURBULENCIA

La teoría más promisoria es el trabajo del físico aleman contemporáneo Von Weizsäcker. El punto de partida de esta hipótesis, publicada en 1945, es semejante al de Laplace. La teoría de Von Weizsäcker supone que en algún tiempo durante su desarrollo, el Sol estaba circundado por una nube de gas en forma de disco que giraba lentamente. El diámetro del disco era del orden de magnitud del diámetro del actual Sistema Solar, y las temperaturas a diversas distancias del Sol central correspondían a las temperaturas que prevalecen ahora en los 9 planetas localizados a las mismas distancia (por ejemplo, la temperatura de los gases del disco a la distancia de la Tierra se supone igual a la actual temperatura de ésta). Se supone que la masa de la nebulosa era 100 veces mayor que las masas combinadas de los planetas, e igual aproximadamente al 10% de la masa del Sol; y consistía principalmente (99%) de hidrógeno y helio y solamente de 1% de los elementos más pesados. Probablemente la siguiente cadena de eventos siguió a este estado inicial:

Ia. En 200 millones de años, las moléculas de hidrógeno y helio se disiparon en el espacio, disminuyendo la masa de los gases desde el original 10% hasta el valor actual ligeramente mayor que .1% de la masa del Sol, pero dejando prácticamente sin cambio el momento angular de la nebulosa, justificando así su actual gran valor.

Ib. En esos 200 millones de años, debido a las diferencias de velocidades entre las partes de la nebulosa próximas al Sol (velocidades grandes), y las alejadas de él (velocidades pequeñas), se formaron células de turbulencia. La materia de cada célula se movió en el sentido del reloj, mientras que las células mismas (Véase la Figura 238.) se movieron en sentido contrario al reloj. Los planetas, de acuerdo con esta hipótesis, se formaron en la región de punto muerto entre las células. Estas regiones, debido a las corrientes en conflicto de sus fronteras, son más activas para atraer material de las células vecinas, y son entonces instrumentos para agrupar grandes cantidades de materia que gira en dirección contraria al reloj. Cinco de tales cantidades equidistantes se unieron luego en la formación del planeta a la distancia dada.

Crítica. Mucho de lo que sabemos sobre el Sistema Solar puede explicarse sobre la base de la hipótesis de Von Weizsäcker. Muchas cuestiones, sin embargo, permanecen sin respuesta.

La hipótesis no explica, por ejemplo:

(a) el hecho de que los planetas, así como los planetoides, giran casi en un plano común;

(b) el hecho de que el plano ecuatorial del Sol casi coincide con los planos de las órbitas de los planetas;

(c) el hecho de que los planetas poseen casi todo el momento angular del sistema entero; y

(d) el hecho de que el espaciamiento entre los planetas sigue un patrón regular, como el descrito

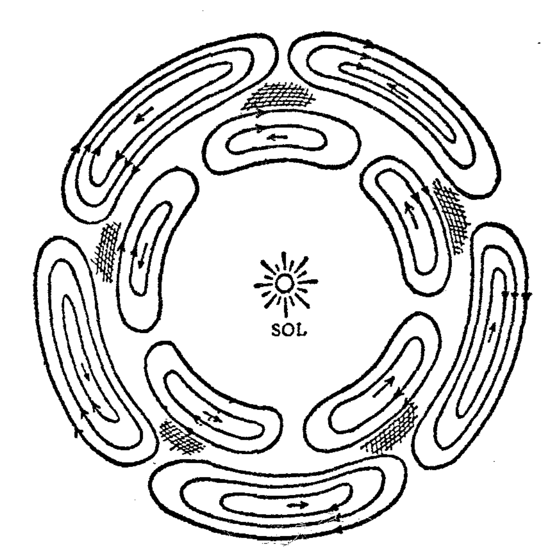


FIG. 238. La Hipótesis de la Turbulencia. Debido a la diferencia de velocidades en las diversas partes de la nebulosa, se formaron células de turbulencia. Se muestran cinco de esas células en la frontera exterior, porque hay cinco células vecinas. Cada una de estas células gira en el sentido de las manecillas, mientras que el centro de las células gira alrededor del Sol en sentido contrario a las manecillas. Grandes masas de materia se formaron en las regiones entre las células; algunas de éstas se muestran sombreadas en el diagrama. De acuerdo con la teoría de von Weizsäcker, estas masas tuvieron que formar el planeta a esa distancia particular del Sol.

en la Ley de Bode para las distancias interplanetarias.

Es muy grande aún el número de preguntas que están sin respuesta. Entre éstas, tenemos:

(a) ¿Cómo las gotitas y las partículas formaron las masas?

(b) ¿Por cuál proceso se unieron las diversas masas para formar un planeta?

(c) ¿Por qué Urano gira alrededor de un eje que es casi perpendicular al eje de su órbita?

(d) ¿Cómo fueron creados los satélites, y por qué unos cuantos de ellos tiene nmovimiento retrógrado?

Sin duda alguna, las soluciones de estos problemas y de innúmeros otros serán finalmente encontradas por los hombres que dedican sus vidas a lograr una mejor comprensión del Universo en que vivimos.

APENDICE

TELESCOPIOS HECHOS EN CASA

INTRODUCCION

Telescopios excelentes han sido diseñados y construidos por un número siempre creciente de astrónomos aficionados, usando "ingredientes" bastante simples y una gran cantidad de dedicación y "sudor de su frente".

Algunos telescopios hechos en casa son de construcción simple; otros se aproximan en complejidad a los instrumentos producidos en talleres profesionales. En todos los casos, muchas decisiones han de hacerse en el curso de la construcción.

La primerísima decisión que debe hacerse es si va a construirse un refractor (el objetivo es una lente), o un reflector (el objetivo es un espejo). Los méritos relativos por considerarse son:

a. Para un Refractor

I. De los dos, el porcentaje de luz transmitida al ocular por una lente objetivo es ligeramente mayor —una lente de 5 pulgadas de diámetro útil equivale a un espejo de 5.5 pulgadas de diámetro útil.

II. Las exploraciones de grandes regiones del cielo se llevan a cabo mucho más eficientemente con los refractores. El campo de un reflector se limita a una fracción de grado.

III. Los cuidados de conservación son pocos para cualquier telescopio; son ligeramente menores para un refractor. El recubrimiento de aluminio de los espejos se deteriora y debe renovarse cada pocos años. Un refractor no se deteriora con el tiempo; sus ajustes, una vez hechos, son permanentes.

b. Para un Reflector

I. Un espejo es perfectamente acromático, mientras que una lente, aun corregida, tiene un defecto de color residual.

II. Para aminorar el defecto de color residual hasta un mínimo tolerable, la razón $\frac{\text{distancia focal}}{\text{diámetro}}$ de la lente objetivo ha de ser grande,* digamos 15 o 20; en el caso de un espejo objetivo, no existe la aberración cromática y generalmente se diseña la distancia focal para que sea 3 o 4 o 5 veces mayor que el diámetro. Las razones pequeñas implican tubos telescópicos cortos que son más fáciles de montar y más fáciles de transportar de un lugar a otro. También, los refractores de razón focal grande son demasiado lentos para el trabajo fotográfico. Los espejos objetivos son mucho más eficientes para fotografiar tanto objetos individuales como cúmulos de estrellas.

* Mientras más grande sea la razón $\frac{\text{distancia focal}}{\text{diámetro}}$ de una lente, menos impugnable será su aberración cromática. A la distancia focal de un objetivo acromático con aberración cromática tolerable se le da una buena precisión por medio de la fórmula $f = 5d^2$, donde f es la distancia focal y d el diámetro, ambos en la misma unidad de longitud.

III. La probabilidad de éxito es mayor, especialmente para un principiante, con un reflector. Es mucho más probable que un principiante construya un buen espejo cóncavo, que sólo de un lado ha de tener la curvatura apropiada, que una buena lente acromática con curvaturas exactas en cuatro superficies, dos de las cuales deben acoplarse.

IV. También el costo está de parte del reflector. El gasto que ocasiona un reflector es generalmente menor que el 50% del costo de un refractor con objetivo de tamaño semejante.

Habiendo sopesado todos estos factores, la mayoría de los astrónomos aficionados se deciden por un reflector. Siguen instrucciones detalladas para ambos.

REFRACTOR HECHO EN CASA

Un refractor astronómico consiste de una lente objetivo, acoplada en la parte delantera del tubo objetivo; y de un ocular acoplado al extremo posterior del montaje. (Véase la Figura 239.)

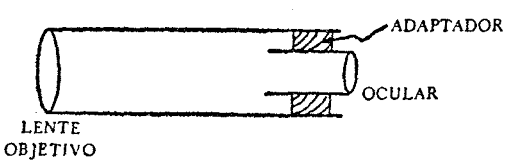


FIG. 239. Un Refractor Astronómico. La lente delantera apunta hacia el objeto y se llama Objetivo o Lente Objetivo. El ocular se usa para ampliar la (primera) imagen producida por el objetivo. El diámetro del montaje del ocular es generalmente más pequeño que el diámetro del tubo objetivo: se emplea un adaptador hecho de madera u otro material para llenar el hueco.

1. La Lente Objetivo

Bien haría un principiante en adquirir un objetivo ya hecho y en abandonar el deseo de construir uno por sí mismo. Se dispone de buenos surtidos de lentes "de gran diámetro", "acromáticos", "de número f grande", "revestidos", en estado perfecto o casi perfecto, como sobrantes de la guerra, a precios razonables, y habrán de usarse en el primer intento de diseñar un refractor.

En lo que sigue se usará como ejemplo una lente de esas, de 3.25 pulgadas de diámetro, acromática, revestida, de 40 pulgadas de distancia focal, y de número f igual a 12.3. Se darán fórmulas generales que pueden emplearse con otras lentes objetivos.

Los significados de los diversos términos se dan en otras partes del libro, y aquí se hace un breve resumen de ellos.

Las "lentes acromáticas" generalmente consisten de dos componentes pegadas para formar una unidad, libre de la mayoría de los defectos cromáticos.

"Revestida" generalmente significa que las superficies de las lentes han sido cubiertas con una capa de fluoruro de magnesio para eliminar la reflexión de la luz en estas superficies. Este revestimiento es extremadamente delgado; su espesor es igual a un cuarto de una longitud de onda de luz amarilla-verde.

"Distancia focal" significa la distancia entre el centro de la lente y el foco. Fácilmente puede comprobarse esta distancia colocando la lente perpendicularmente a los rayos solares, encontrando sobre una pantalla el foco, y midiendo la distancia F. (Véase la Figura 240.)

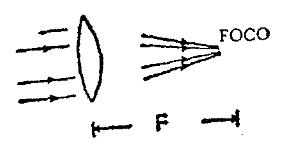


FIG. 240. La distancia focal F es la distancia entre el centro de la lente y el foco. Generalmente se dice en pulgadas o en milímetros.

"El número f", llamado también "razón focal", es simplemente la razón de la distancia focal al diámetro de la lente. En el ejemplo bajo consideración, la razón f es $40/3.25 = 12.3$. Esta razón es de especial importancia en el trabajo fotográfico. Los valores pequeños de la razón corresponden a las grandes velocidades fotográficas; los valores grandes corresponden a las velocidades pequeñas, esto es, cuando se requieren largos tiempos de exposición.

2. El Tubo para el Objetivo

El tubo de cartón, de la clase empleada para enviar por correo mapas y calendarios, es bastante satisfactorio. El tubo de aluminio es mejor. El interior del tubo habrá de recubrirse con laca negra plana.

Un tubo de aluminio con diámetro interior de 3.281 pulgadas (83.3 mm) y diámetro exterior de 3.406 pulgadas (86.4 mm), servirá para acomodar exactamente una lente de 3.25 pulgadas (82.5 mm) de diámetro.

La longitud del tubo objetivo habrá de ser una pulgada mayor que la distancia focal del objetivo. Un tubo de 41 pulgadas de largo servirá para una lente con $F = 40''$.

3. Montaje del Objetivo en el Tubo

Hay muchas maneras de ajustar el objetivo al tubo; siempre el propósito es hacer un ajuste firme, sin cubrir mucho de la superficie de la lente (el diámetro "útil" de la lente habrá de ser tan aproximado al diámetro "real" como sea posible).

Puede hacerse un montaje de tubo de aluminio con dos anillos angostos (digamos de ¼ de pulgada), de los cuales se recortan segmentos (véase la Figura 241) de modo que el resto se ajuste exactamente al interior del tubo objetivo. Con dos o tres tornillos pueden ajustarse los anillos al tubo. (Véase la Figura 242.)

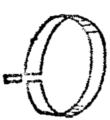


FIG. 241. Uno de los dos anillos angostos, sin los segmentos, que se usan para ajustar el objetivo al tubo.

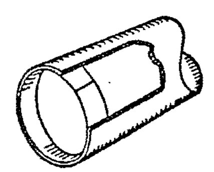


FIG. 242. Los anillos, sin los segmentos, se ajustan exactamente (aquí se muestra sólo un anillo) al interior del tubo. La lente se coloca entre los dos anillos.

4. El Ocular

Ya se describieron anteriormente los tres tipos comunes de oculares (el de Huygens, el de Kellner, el Ortoscópico). Estas descripciones, con especial atención a los méritos de cada tipo, habrán de revisarse cuidadosamente antes de adquirir esta parte del telescopio. Supongamos que se ha escogido un Kellner de media pulgada de distancia focal, revestido, de 40° de campo de vista aparente, para un diámetro de 3.25 pulgadas en el objetivo; el ocular se monta en un tubo de 1.25 pulgadas de diámetro exterior.

5. Cálculos

Con los datos ópticos del objetivo y del ocular, pueden calcularse muchas de las propiedades de sus combinaciones (esto es, el telescopio):

A. $\text{Amplificación} = \dfrac{\text{distancia focal del objetivo}}{\text{distancia focal del ocular}}$

Para el objetivo y el ocular que se tienen,

$$\text{Amplificación} = \frac{40}{\frac{1}{2}} = 80 \text{ veces.}$$

B. $\text{Campo de Vista Verdadero} = \dfrac{\text{campo de vista aparente del ocular}}{\text{amplificación}}$

En el ejemplo en que estamos trabajando, el campo de vista aparente del ocular es de 40°, la amplificación de 80X. Por tanto,

$$\text{Campo de Vista Verdadero} = \frac{40}{80} = \tfrac{1}{2}°.$$

Esta solución significa que se ve medio grado (aproximadamente el tamaño del diámetro de la Luna) del cielo a través de un telescopio hecho con este objetivo y este ocular. (Véase la Figura 243.)

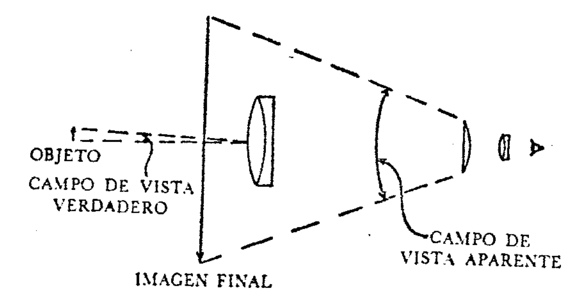


FIG. 243. El Campo de Vista Aparente es el ángulo subtendido en el ojo por la imagen final. El Campo de Vista Verdadero es el ángulo subtendido por el objeto en el ojo.

C. Poder de Resolución del Telescopio.

$$\text{Poder de resolución} = \frac{5}{\text{diámetro del objetivo}}$$

Un telescopio que tiene un objetivo de 3.25 pulgadas tiene un poder de resolución de

$$\frac{5'}{3.25} = 1.5 \text{ segundos de arco;}$$

esto es, dos estrellas que tengan una distancia angular de 1.5 segundos se verán como dos puntos de luz distintos. (Véase la Figura 244.)

FIG. 244. El Poder de Resolución es el ángulo más pequeño que dos objetos distantes pueden subtender y ser vistos aun como dos unidades distintas.

D. Tamaño de la Pupila de Salida.

La pupila de salida es, por definición, el diámetro cilíndrico de luz que sale del ocular.

Nunca ha de ser este diámetro más grande que el de la pupila del ojo humano (digamos $^1/_6$ de pulgada = 0.423 cm) o mayor que $^1/_{64}$ de pulgada. El valor de la pupila de salida se calcula por la fórmula:

$$\text{Pupila de Salida} = \frac{\text{diámetro del objetivo}}{\text{amplificación}}$$

Para una lente de 3.25″ de diámetro, y una amplificación de 80 veces, la pupila de salida es igual a:

$$\frac{3.25}{80} = \frac{13}{320} = \frac{26}{640} = \frac{2.6}{64} \text{ pulgadas}$$

Este valor está bien dentro de los límites prescritos para el diámetro. (Véase la Figura 245.)

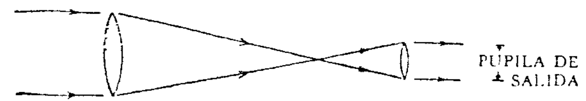


Fig. 245. La Pupila de Salida es el diámetro del cilindro de luz que sale del ocular.

E. Radio de la Imagen Producida por el Objetivo.

El tamaño de la primera imagen, esto es, la imagen producida por el objetivo solo, depende de (a) el campo de vista verdadero, y (b) la distancia focal del objetivo. La fórmula es:

$$\text{Radio de la imagen} = \frac{\text{campo de vista verdadero} \times \text{distancia focal del objetivo}}{57.3}$$

El 57.3 es el factor de conversión de grados a radianes. Para una lente objetivo de 40 pulgadas de distancia focal y ½ grado de campo de vista, el radio de la primera imagen es:

$$\frac{.5 \times 40}{57.3} = \frac{20}{57.3} = .35 \text{ pulgadas}$$

6. Montaje del Ocular

El diámetro exterior del montaje del ocular (con diámetro estandarizado de 1.25 pulgadas) es generalmente mucho más pequeño que el diámetro interior del tubo; y debe usarse un adaptador entre el montaje y el tubo. De madera o de cualquier otro material conveniente puede hacerse un adaptador tal, en la forma de un agujero cilíndrico. El radio exterior del agujero cilíndrico habrá de acomodarse dentro del tubo objetivo (digamos de 3.25 pulgadas de diámetro); el radio interior habrá de acomodarse al montaje del ocular de 1.25 pulgadas. No habrá de ser muy grueso el adaptador para que no interfiera con la luz que va del objetivo al ocular.

Es importante asegurarse de que cuando el montaje del ocular esté introducido, el campo de la lente (la lente del ocular cerca del objetivo) esté cerca del foco del objetivo, y que el montaje pueda sacarse una media pulgada sin separarse del tubo del objetivo. El foco del ocular está un poquito adelante del campo de la lente.

7. Ajuste

En el caso de un objetivo de 3.25 pulgadas y de un ocular Kellner, de .5 pulgadas, el arreglo más simple sería como el que se muestra en la Figura 246.

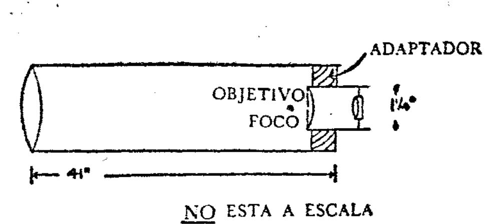


Fig. 246. Ajuste del Telescopio. El foco del ocular está precisamente delante del campo de la lente, y la media pulgada se mide desde el "centro" del ocular.

8. Obturador de la Imagen y Obturador del Deslumbramiento

El obturador de la imagen se coloca en el plano focal del objetivo para obstruir los rayos marginales débiles y obtener así una imagen clara y bien definida. El obturador consiste de un disco circular de cartón negro u otro material conveniente, con un agujero central de radio igual al radio de la imagen formada por el objetivo. En el caso de una lente de 3.25 pulgadas, se calculó que este radio era (véanse los Cálculos) igual a .35 pulgadas.

Con frecuencia se insertan dos o tres obturadores de deslumbramiento en el tubo del objetivo para eliminar la radiación extraviada que entra al telescopio desde el exterior del campo de vista. También éstos son discos circulares, con un agujero central, hechos generalmente del mismo material que el obturador de la imagen.

Los obturadores se colocan de modo que dividan en partes iguales la distancia entre el objetivo y la primera imagen. El tamaño del agujero se determina por un dibujo que muestre (a escala) el objetivo, la primera imagen, y dos rectas (tales como AC y BD) que unan los extremos de los mismos.

Un obturador típico colocado a una distancia de 13 pulgadas del objetivo tendría un diámetro KL; esto permitiría al cono entero de luz que viene del objetivo seguir hacia la imagen, pero eliminaría la radiación extraviada. (Véase la Figura 247.)

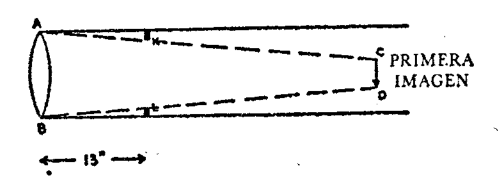


Fig. 247. Diámetro del Obturador. Un obturador a la distancia de 13 pulgadas tendría un diámetro KL, siendo K y L puntos de las rectas AC y BD que limitan el cono entero de luz que va del objetivo a la imagen.

REFLECTOR HECHO EN CASA

Un reflector astronómico consiste de un espejo cóncavo aluminizado, generalmente de forma esférica o paraboloide, montado en el fondo de un tubo abierto, un espejo plano (llamado plano o diagonal), y un ocular. (Véase la Figura 248.)

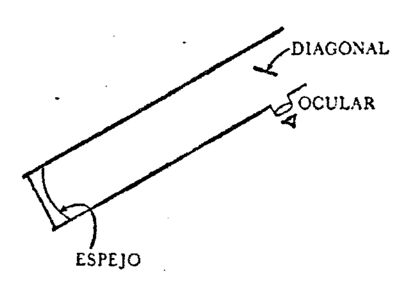


Fig. 248. Un reflector consiste de un espejo cóncavo, un diagonal (espejo plano) o un prisma y un ocular.

La luz que viene del objeto bajo estudio pasa por el tubo hasta el espejo, el cual la refleja para formar la primera imagen (así, la acción del espejo del reflector es semejante a la función de la lente objetivo del refractor). El pequeño espejo plano (o diagonal) intersecta los rayos reflejados precisamente enfrente del plano focal y los desvía en ángulos rectos hacia el lado del extremo superior del tubo. La primera imagen formada por estos rayos se ve por el ocular situado en este tubo superior. (Véase la Figura 249.)

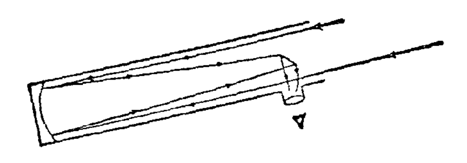


FIG. 249. Ruta de la Luz en un Reflector. Los rayos de luz que vienen del objeto pasan por el tubo hasta el espejo cóncavo, y la primera imagen (la función del espejo sobre los rayos reflejados es interceptarlos antes de que se forme la imagen) es enviada por el espejo plano hacia el lado del tubo. La imagen que se forma ahí es amplificada por el ocular.

Ya han sido descritos antes los oculares; pueden usarse los mismos para los reflectores y los refractores.

Se supone que tanto el ocular como el diagonal se comprarán ya hechos.

Las siguientes descripciones versarán principalmente sobre el lijado, el pulido y el examen del espejo.

LIJADO DEL ESPEJO

En las tiendas se venden ahora espejos ya hechos, de diversos tamaños y cualidades. Pero no hay substituto para la satisfacción de poseer un espejo hecho por uno mismo.

El punto de partida es extremadamente simple —dos discos de cristal (blancos): uno para el espejo y el otro como "herramienta"; un surtido de varias clases de abrasivos usados para lijar el cristal; el resultado final puede muy bien ser un espejo que exceda en definición y perfección a los mejores que puedan obtenerse en las tiendas.

El disco del espejo generalmente está hecho de cristal pyrex; su grueso es aproximadamente igual a un sexto del diámetro. Generalmente se adelgazan los lados del blanco, dando a una superficie un diámetro ligeramente mayor que a la otra (la superficie mayor es la que va a lijarse hasta darle la curvatura apropiada para el espejo).

Por ejemplo, sea la superficie mayor del disco del espejo de 6 pulgadas de diámetro (este es ahora el tamaño más popular, y muchos millares de estos se hicieron en años recientes. Sea la distancia focal deseada de 48 pulgadas para el producto terminado.

La herramienta es generalmente un cristal plano ordinario del mismo diámetro que el espejo y de espesor igual a o ligeramente menor que el blanco del espejo.

El primer abrasivo usado en el proceso de lijado es generalmente carborundum No. 80. El carborundum, un abrasivo sintético hecho de carburo de silicio, es considerablemente más duro que el esmeril y mucho más eficiente. El 80 indica que puede pasar exactamente por una malla que tiene 80 hilos por pulgada. Generalmente el segundo abrasivo es carborundum No. 220; después de esto siguen sucesivamente tres o cuatro abrasivos más finos para completar el proceso de lijado.

La obra parece un sandwich. La placa de cristal blanco está en el fondo; el agua y el polvo de carborundum están en el medio; y el blanco de pyrex está arriba. (Véase la Figura 250.)



FIG. 250. La Obra. La placa cilíndrica de cristal está en el fondo; el blanco de pyrex que va a lijarse está en la parte superior; el abrasivo está en medio.

Sigue el orden de los trabajos:

1. Con la ayuda de una base de madera se ajusta la herramienta a la plataforma de trabajo, que generalmente es un barril. Se calienta el cristal; se cubre un lado con trementina. Se echa pez derretida sobre la base de madera y luego se presiona fuertemente la cara humedecida del blanco contra la madera cubierta de pez. (Véase la Figura 251.)

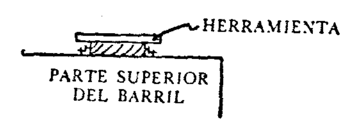


FIG. 251. Se pega la herramienta a la base de madera (se usa pez). La base de madera se pega firmemente a la parte superior del barril.

2. Se ajusta un mango al disco de pyrex. Para hacer esto se calienta el lado posterior del espejo, su parte central se humedece con trementina, sobre la cual se echa pez caliente, y luego se ase firmemente del mango. (Véase la Figura 272.)

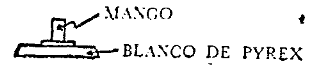


FIG. 252. Empleando pez se ajusta un mango al blanco de pyrex.

3. Se echa el abrasivo. Se espolvorea carborundum No. 80 sobre la herramienta; se humedece con agua la superficie del espejo y comienza el lijado.

4. Simultáneamente se hacen 3 movimientos durante el lijado: I. Un movimiento de vaivén (centro sobre

centro) del disco de pyrex sobre la herramienta; II. Rotación del blanco de pyrex alrededor de su propio centro; y III. Un lento giro del trabajador alrededor del barril para cubrir la vuelta completa de la herramienta inmóvil.

El primero de estos movimientos es el más importante. La longitud del trazo determina la forma del espejo. Para producir una forma esférica (generalmente se da primero una forma esférica perfecta; después se hace la corrección parabólica), la longitud del trazo habrá de ser aproximadamente de un tercio del diámetro del disco, esto es, el centro de la parte superior del blanco se mueve un sexto en un sentido y luego un sexto en sentido contrario sobre el centro del blanco inmóvil. Para lograr la forma parabólica se aumenta la longitud del trazo hasta ½ del diámetro o a una fracción aún mayor.

Nótese que mientras el disco superior se hace cóncavo, el disco inferior (la herramienta) se hace convexo. En parte se debe esto a la presión incrementada entre los discos cuando sólo parte de ellos se tocan. (Véase la Figura 253.)

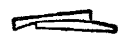


FIG. 253. El disco de pyrex se hace cóncavo a medida que la herramienta se hace convexa.

Nótese que en esta posición colgante, la presión entre los discos es mayor que en la posición normal de sandwich.

Nótese también que ambas superficies toman la forma esférica; las superficies esféricas se conservan en contacto continuo en todos sus puntos cuando se mueven una sobre otra en cualquier sentido.

5. Cuando el abrasivo ya no corta, se levanta el espejo y se espolvorea de nuevo con carborundum.

Este lijado, que se llama lijado grueso, continúa hasta que el radio del espejo sea unas 10 pulgadas mayor que el que se trata de lograr. En el ejemplo bajo estudio, se busca un radio de 96 pulgadas (o una distancia focal de 48 pulgadas; el radio del espejo es doble que la distancia focal). El lijado grueso se sigue hasta que el radio sea aproximadamente de 106 pulgadas; el exceso se corregirá en la siguiente etapa de lijado.

Procediendo así se obtiene una rápida determinación del radio del espejo:

a. se pone el espejo en posición vertical,

b. poniendo el ojo al nivel del centro, y

c. sosteniendo una vela en una mano, y moviéndola hacia atrás y adelante en ángulos rectos con el eje del espejo y notando la dirección del movimiento de la luz de la vela reflejada por el espejo.

Si los rayos reflejados se mueven en la misma dirección que la vela, el ojo está más cerca del espejo que su centro de curvatura. Si la luz reflejada se mueve en sentido opuesto al de la vela, el ojo está más lejos del espejo que su centro de curvatura.

Acercando el ojo al espejo, o alejándolo, puede determinarse el centro de curvatura con una precisión de unas cuantas pulgadas.

6. El lijado fino le da al radio una longitud que difiere de la final por sólo ½ o ¼ de pulgada.

El carborundum No. 220 se emplea en la primera etapa del lijado fino. Habrá de ponerse cuidado en quitar, por enjuague y lavado enérgico, todo residuo de carborundum No. 80 que haya quedado del proceso de lijado grueso.

Generalmente son suficientes para esta etapa siete u ocho cargas del No. 220. Cada carga (que se llaman "mojadas" porque el carborundum lleva agua) dura unos 5 minutos antes de que deje de cortar; todo el proceso del lijado fino dura unos 40 minutos.



FIG. 254. Arreglo para la Prueba de Foucault. La luz de la fuente puntual se refleja en el espejo (se muestran solamente los extremos de la ruta de la luz) hacia el ojo.

7. El proceso de lijado fino se repite luego con tres o cuatro abrasivos sucesivamente más finos (por ejemplo, de los números 320, 400 y 600), teniendo otra vez cuidado de quitar el abrasivo grueso antes de aplicar el más fino. Para cada etapa son generalmente suficientes otra vez seis "mojadas" (cargas).

8. Probar la forma esférica del espejo es la tarea siguiente.

Hay varias pruebas para asegurarse de si el espejo tiene una forma perfectamente esférica —la más conocida de éstas se la debemos al francés Foucault (del famoso experimento del péndulo de Foucault).

El equipo para la prueba consiste de una fuente puntual de luz (un agujero pequeño en una caja de metal que contenga una lámpara eléctrica sirve bien para esto); y una navaja filosa.

A varias pulgadas a un lado del centro se coloca la fuente puntual de luz; del lado opuesto se pone el ojo a una distancia igual. (Véase la Figura 254.)

Si la curvatura del espejo es esférica, entonces:

I. La luz reflejada por el espejo se concentrará en *un* punto.

II. El filo de la navaja que "corte" ese punto hará que el espejo:

A. se obscurezca *uniformemente;*

B. se mire plano; y

C. un ligero movimiento de la navaja a través del punto no hará que se mueva la sombra en el espejo. (Véase la Figura 255.)

Si el espejo no es esférico, no se presentará ninguna de estas características; por ejemplo, ligeros movimientos de la navaja en ángulos rectos con el eje del espejo harán que la sombra se mueva sobre la superficie del espejo.

9. El pulido del espejo puede hacerse con rojo de pulir óptico fino (Fe_2O_3), óxido de cerio (CeO_2), o Barnesita (una mezcla de óxidos de varias tierras raras). El óxido de cerio es dos o tres veces más eficiente que el

FUENTE PUNTUAL DE LUZ
CENTRO
FILO DE LA NAVAJA

FIG. 255. Prueba de la Forma Esférica. Si la superficie del espejo es perfectamente esférica, todos los rayos reflejados se concentrarán en un punto. El filo de una navaja colocada en ese punto hará que no se vean esos rayos. El espejo visto en la luz de la radiación estelar aparecerá uniformemente obscuro. (Se muestran solamente los extremos de los rayos de luz.)

rojo de pulir. Probablemente la Barnesita dé el mejor pulido de los tres.

Los arreglos para el pulido son:

I. Cubrir la herramienta con una capa de pez.

II. Abrir canales, generalmente de sección en forma de V. Estos sirven como depósito para la mezcla líquida de agua y el agente pulidor. (Véase la Figura 256.)

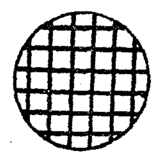


FIG. 256. Arreglo para el pulido. Se cubre la herramienta con una capa de pez sobre la cual se abren canales.

El pulido consiste en mover el espejo sobre la herramienta cubierta de pez con trazos de un tercio del diámetro, centro sobre centro, y habrá de continuarse hasta que todas las hendiduras (que pueden verse a través de una lupa) hayan desaparecido del espejo. En el pulido también se usan los movimientos de rotación que se usaron en el lijado (rotación del espejo y el giro alrededor de la herramienta).

10. La tarea de cambiar la forma esférica en paraboloide se llama "configuración". Habrá de recordarse que la forma parabólica es superior a la esférica porque hace convergir a un solo punto (el foco) todos los rayos paralelos al eje que entran al telescopio.

Una de las maneras de "configurar" un espejo esférico se conoce como "hacer parabólico gradualmente por facetas". En este método, progresivamente se abren las ranuras desde el centro hacia la orilla, haciendo disminuir así el área de las facetas y la resultante razón de abrasión. De esta manera se profundiza más en el

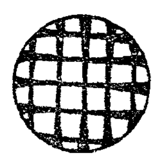


FIG. 257. Vista de la herramienta para pulir, cuando se usa para la "configuración". Las facetas (los cuadrados) son más pequeños cerca del perímetro; por eso se necesita ahí menos abrasión. La parte central del espejo se hace más curvada que las zonas adyacentes, lo cual es típico de la forma paraboloide.

centro del espejo que en las orillas; la sección recta adquiere la curvatura típica de la parábola. (Véase la Figura 257.)

Se obtiene una sección recta perfecta cuando el radio de las zonas periféricas, tal como AB, es mayor que el radio en el eje, CD, en una cantidad r^2/R, donde r es el radio de la cara del espejo y R es el radio medio de la curvatura. (Véase la Figura 258.)

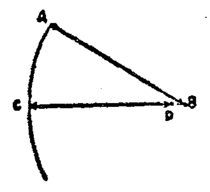


FIG. 258. Una parábola está más curvada en el centro que en las orillas, por eso el radio CD es menor que el radio AB.

En el ejemplo bajo consideración, el radio es de 3″, y el radio de curvatura es aproximadamente de 96″ (el doble que la distancia focal de 48″); por tanto, AB habrá de ser

$$\frac{3^2}{96} = \frac{9}{96} = 0.09$$

o sea, aproximadamente 0.1 pulgadas mayor que CD.

11. El equipo empleado en la prueba de Foucault para la forma esférica puede usarse para probar la forma de paraboloide del espejo. Lo último se hace en las orillas; por eso el radio CD es más pequeño y el pulido continúa hasta que la diferencia sea de r^2/R. Cuando se mide AB, la parte central del espejo está cubierta con material no reflejante, y la luz se refleja hacia el ojo solamente desde las zonas periféricas. Cuando se mide CD, las zonas periféricas se hacen no reflejantes.

12. El aluminizado del espejo ha de efectuarse al vacío, y es mejor mandarlo hacer a los talleres que se especializan en esta clase de trabajos.

GLOSARIO

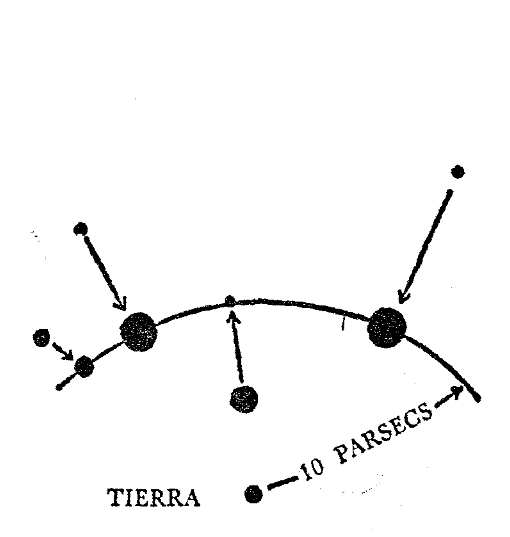
Aberración Esférica. Defecto de forma de las lentes. La luz que pasa por una lente esférica cerca de su orilla converge más que la luz que pasa por el centro de la misma lente, produciendo una imagen borrosa.

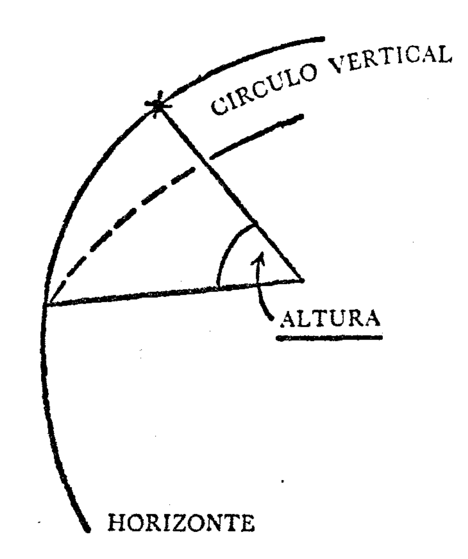
Ascensión Recta. (Análoga a la longitud geográfica). Distancia angular al primer meridiano, medida hacia el oriente a lo largo del Ecuador Celeste, desde 0° hasta 360°, o desde 0 a 24 horas.

Año Luz. Unidad de distancia, no de tiempo. Es la distancia que la luz recorre en un año.

Año Trópico. El año ordinario. El año usado usado en la vida diaria.

Angulo Horario. Análogo a la longitud geográfica. Angulo entre el meridiano celeste local y el círculo horario de un objeto celeste dado, medido desde el meridiano hacia





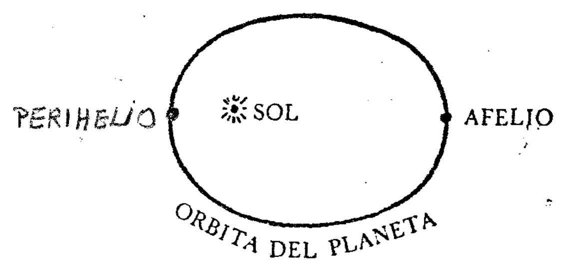
el occidente. Puede expresarse en unidades de tiempo (horas, minutos y segundos). 1 hora = 15 grados de arco. Los ángulos horarios pueden visualizarse fácilmente como arcos en el Ecuador Celeste o como ángulos en los polos celestes.

Afelio. Punto de la órbita de un planeta más alejado del Sol.

Aberración Cromática (llamado también Defecto Cromático). Emborronamiento de la imagen debido a la separación de los colores por una lente. Un punto de luz blanca del objeto aparece como un espectro completo de puntos coloreados en la imagen.

Albedo. Porcentaje de luz reflejada por un cuerpo, tal como un planeta, en relación con la cantidad de luz que cae sobre él.

Apogeo. Punto de la órbita de la Luna más alejado de la Tierra.



Altura. Distancia angular entre el horizonte y un objeto dado, medida a lo largo de un círculo vertical.

Binaria Espectroscópica. Un sistema de dos estrellas que solamente pueden distinguirse con la ayuda de un espectroscopio.

Constante Solar. 1.94 calorías por minuto llegan a cada centímetro cuadrado, a la distancia media de la Tierra.

Culminación. La posición de un cuerpo celeste cuando está en el meridiano. Se dice que una estrella está en "Culminación Superior" cuando ha alcanzado su punto más alto en el día.

Colimator o Lente de Colimación. Lente cuya función es hacer paralelos los rayos de luz.

Cefeida. Estrella cuyo brillo varía periódicamente. Los periodos tienen un rango desde varias horas hasta 50 días.

Corrimiento hacia el Rojo. Corrimiento de todas las líneas espectrales hacia las longitudes de onda más largas, observado en todas las galaxias.

Coluro Equinoccial, llamado también Primer Círculo Horario. El círculo horario que pasa por el Primer Punto de Aries. Los ángulos horarios (lo mismo que la longitud sobre la Tierra) se miden desde el coluro equinoccial.

Círculo Horario. (Semejante al meridiano geográfico). Un círculo máximo que pasa por los dos polos celestes.

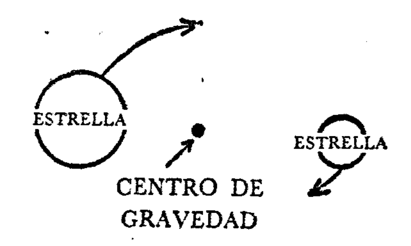
Capa Inversora. La más baja de las tres capas atmosféricas del Sol; a ella se debe la mayoría de las líneas obscuras del espectro solar.

Cohete. Un tubo, diseñado para moverse en el espacio, que obtiene su empuje de gases calientes que expele. Estos gases han sido producidos en su motor. El cohete contiene dentro de sí mismo todos los materiales que necesita para prender.

Conjunción. Alineación aparente del Sol, la Tierra y un planeta. La conjunción inferior es cuando el planeta está entre la Tierra y el Sol. La conjunción superior es cuando el planeta está al otro lado del Sol.

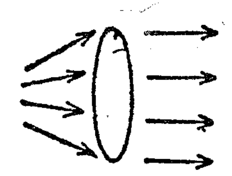
Constelación. Un grupo de estrellas que aparentemente están juntas en el cielo. La astronomía moderna reconoce 88 de esos grupos (por ejemplo, Cassiopeia, Leo, etc.). Realmente, las estrellas individuales de una constelación pueden estar separadas por grandes distancias y moverse en direcciones opuestas unas de otras.

Declinación. Distancia angular de un objeto al ecuador celeste, medida en grados, minutos y segundos. Es análoga a la latitud geográfica.



PUNTO DE
LUZ BLANCA

Difracción de la Luz. Fenómeno manifestado por la luz al pasar por una ranura angosta o un agujero pequeño. Se modifica la luz para formar franjas alternativamente obscuras y brillantes.
Estrellas Enanas Blancas. Estrellas blancas de baja luminosidad.
Estrellas de la Secuencia Principal (excluidas las Enanas Blancas y las Gigantes Rojas). Estrellas que quedan en la diagonal del Diagrama de Russell. La posición sobre el diagrama depende, por supuesto, del tipo espectral y del brillo de la estrella.



Estrella. Un gran globo de gas intensamente caliente, que brilla con luz propia (por ejemplo, el Sol).
Estrella de la Mañana. (Un planeta, no una estrella). Un planeta, por ejemplo Mercurio, cuando se ve en el cielo oriental antes de la salida del Sol.
Efecto Doppler. Cambio en la frecuencia de la luz debido al movimiento relativo entre el observador y la fuente de luz.

SOL MERCURIO TIERRA

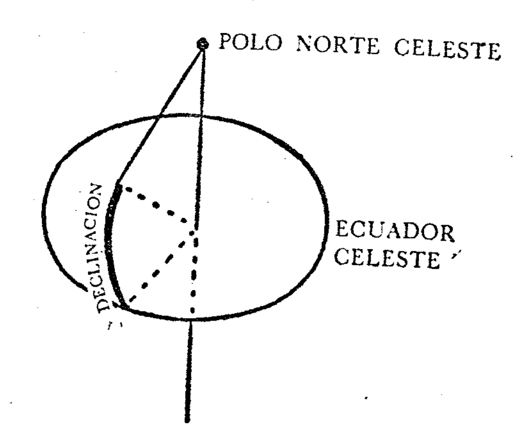
Excentricidad. La excentricidad indica el grado de achatamiento de una elipse, o su diferencia con un círculo. Se designa por e; su valor se obtiene por la fórmula $e = 2c/2a$, donde 2c es la distancia entre los focos, y 2a es la longitud del eje mayor. Cuando e es pequeña (por ejemplo 0.05), la elipse tiene casi la forma de un círculo; cuando es grande (por ejemplo 0.8), la elipse es alargada.

MERCURIO SOL TIERRA

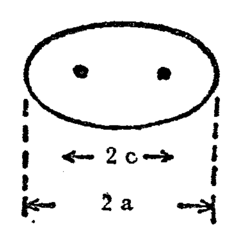
Eclipse
1. *Solar.* La luz del Sol es interrumpida por la interposición de la Luna entre el Sol y la Tierra.
2. *Lunar.* La Luna se obscurece porque la Tierra intercepta la luz del Sol que va hacia la Luna.

Eclíptica. Son posibles dos definiciones equivalentes:

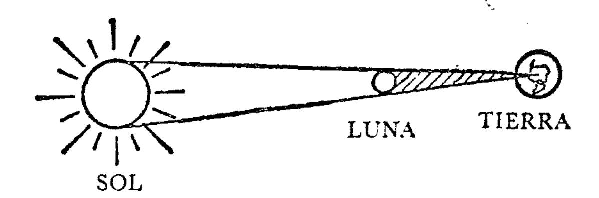
A. El círculo máximo de la esfera celeste formado por la intersección de esa esfera con el plano de la órbita de la Tierra.
B. La ruta seguida por el Sol en la esfera celeste durante su aparente movimiento anual alrededor de la Tierra.
Elongación. Distancia angular al Sol, medida en grados, minutos y segundos de arco.
Efemérides. Un libro de tablas que dice las posiciones diarias calculadas de los objetos celestes.

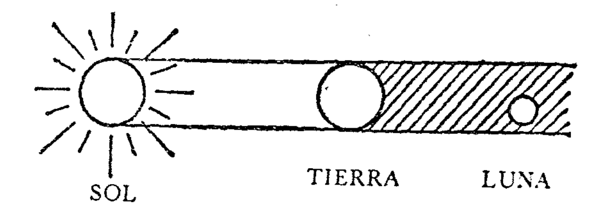


Equinoccio. Uno de los puntos de intersección de la eclíptica y el Ecuador Celeste. Cuando el Sol está en uno de estos dos puntos, las duraciones del día y la noche son iguales para toda la Tierra. El Sol está en

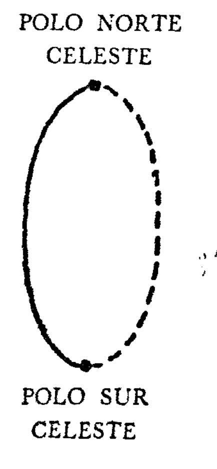


estos puntos todos los años alrededor del 21 de Marzo y el 23 de Septiembre.
Estrella de la Tarde. (No es una estrella, es un planeta). Un planeta, especialmente Mercurio o Venus, cuando se ven en el cielo occidental después del crepúsculo.
Extragaláctico. Más allá de Nuestra Galaxia.
Fotosfera. La superficie visible del Sol o de una estrella. Debajo de ella está el interior del Sol; arriba de ella, su atmósfera.
Faculae (Fáculas). Regiones de la superficie del Sol que se ven más brillantes en comparación con las regiones vecinas.

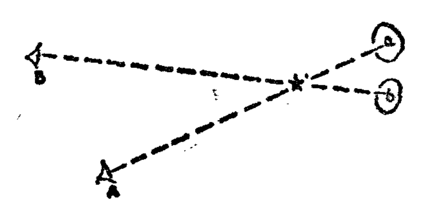




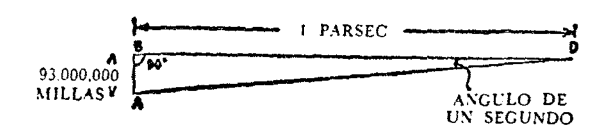
Eclipse Anular. Un eclipse de la parte central del disco del Sol; se ve un anillo exterior.
Estrella Binaria. Dos estrellas próximas unidas por la fuerza gravitacional y que giran como una mancuerna alrededor de su centro de gravedad común. El centro está más cerca de la estrella que tiene más masa.
Esfera Celeste. Una esfera imaginaria de radio infinito que circunda a la Tierra y sirve como pantalla sobre la cual se ven todos los objetos celestes.
Fuente Discreta. Una pequeña región del cielo —casi un punto— de donde llegan a la Tierra ondas electromagnéticas de radiofrecuencia muy intensas. Estos puntos se llamaban antes radio estrellas.
Galaxia. Una gran comunidad de estrellas en el espacio, tal como "Nuestra Galaxia", o la "Vía Láctea", a la cual pertenece el Sol. Las galaxias contienen miles de millones de estrellas. Muchas tienen forma de espiral.
Gránulos. Las unidades más pequeñas visibles en la superficie del Sol. Los gránulos tienen diámetros de cientos de millas. Continuamente cambian de tamaño y estructura.
Ionosfera. Varias capas de aire ionizado que están en la atmósfera superior. La ionosfera juega un papel importante al reflejar las ondas de radio.



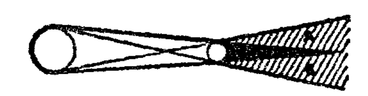
Libración. "Bamboleo" o "cabeceo" aparente de la Luna y el planeta Mercurio. Debido a esta oscilación, parte de los lados generalmente ocultos se hace visible al observador terrestre.
Lente Acromática. Una lente que transmite la luz blanca sin dispersarla en los colores del espectro. Generalmente consiste de dos partes componentes, pegadas para formar una unidad.
Movimiento Retrógrado. Aparente movimiento hacia atrás (hacia el oeste) de un planeta.
Movimiento Propio de un Estrella. La velocidad angular (en segundos de arco por año) de una estrella en una dirección perpendicular a la visual de un observador terrestre.
Mareas Muertas. Las mareas más bajas del mes.
Nebulosa. Una gran nube de gas, o de gas y polvo, en el espacio.
Meteoro. (Lo mismo que estrella fugaz). Un meteorito durante el tiempo en que emite luz.
Meteorito. Cuerpo demasiado pequeño (a menudo del tamaño de la cabeza de un alfiler) para ser llamado planetoide.
Micrometeorito. Meteorito minúsculo, demasiado pequeño para hacerse incandescente a su paso por la atmósfera. El tamaño promedio es de casi 1/1000 de pulgada de diámetro.

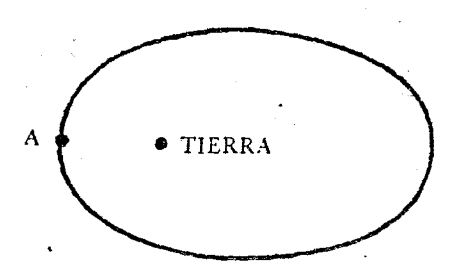


Magnitud (o Magnitud Aparente). Número que indica el brillo aparente de una estrella. A las estrellas brillantes se les asignan números pequeños (magnitud 1, digamos), mientras que a las estrellas débiles se les asignan números grandes (por ejemplo, magnitud 15).

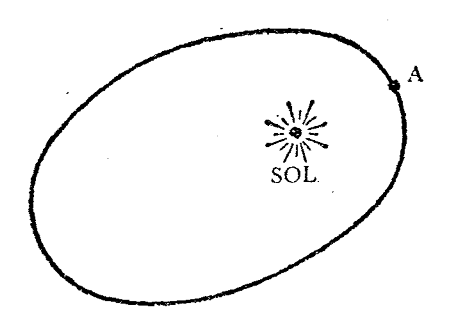


Magnitud Abosluta. La magnitud que se le asignaría a una estrella si estuviera situada a una distancia de 10 parsecs del observador. Las estrellas que están de nosotros a una distancia menor que esa se verían más débiles. Las estrellas que están más lejos del Sistema Solar se verían más brillantes.
Nodo. Un punto de intersección de una órbita (por ejemplo la de la Luna) con el plano de otra órbita
Nebulosa. Una gran nube de gas, o de gas y polvo, en el espacio.
(por ejemplo la de la Tierra).
Nebulosa Espiral. Una Galaxia de estrellas (*no* una nebulosa) con la forma de una espiral.
Nebulosa Planetaria. Una nebulosa de forma semejante a la de un planeta.
Nova. Una estrella que de repente aumenta muchísimo de brillo.
Nubes de Magallanes. (No son nubes, son galaxias). Dos galaxias cercanas, de forma irregular, llamadas así en honor de Magallanes.
Ocultación. Cuando la Luna eclipsa un planeta o una estrella. El término "ocultación" se aplica también al paso de un satélite por detrás de su planeta.

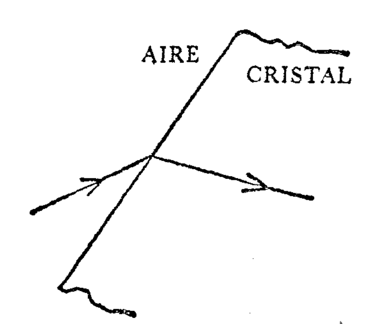




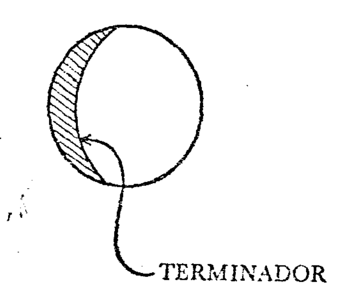
Paralaje. Aparente cambio de posición de un objeto con respecto a un fondo, debido a un cambio de la posición del observador. Un observador en *A* ve la estrella en la región *a* del cielo. Un observador en *B* mira la misma estrella en la región *b*.
Parsec. La distancia BD del triángulo ABD. Un parsec es igual a 19.2 billones de millas (30.9 billones de Km).
Penumbra. La parte exterior y más clara de la sombra arrojada por un planeta o satélite, como las regiones A y B.
Planetoide. Lo mismo que asteroide; lo mismo que Planeta Menor. Un cuerpo sólido pequeño de forma irregular que gira alrededor del Sol.
Polos Celestes. Puntos de intersección de la prolongación del eje de la Tierra y la esfera celeste.



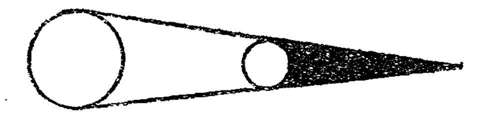
Precesión. El lento cambio de dirección del eje de la Tierra, debido a la atracción gravitacional de la Luna sobre la protuberancia del Ecuador de la Tierra. El lento giro del eje produce el movimiento hacia el oeste de los equinoccios entre las constelaciones.
Poder de Resolución de un Telescopio. Poder de separar dos puntos próximos en dos unidades distintas.
Planeta. Uno de los nueve cuerpos que giran alrededor del Sol en órbitas casi circulares. Los planetas son visibles por la luz del Sol reflejada.
Periodo Sidéreo. Tiempo requerido para hacer una revolución (vista desde una de las estrellas fijas).
Periodo Sinódico. Intervalo de tiempo que tarda un planeta (o la Luna) en completar una revolución, según se ve desde la Tierra.



Perigeo. Punto de la órbita (de la Luna, por ejemplo) más cercano a la Tierra (como el punto A).
Perihelio. Punto de una órbita más cercano al Sol. (Punto A).
Punto Radiante de los Meteoros. Un punto del cielo desde el cual parecen venir los meteoros.
Refracción. Cambio en la dirección de la luz al entrar a un nuevo medio (tal como el cristal).
Radio Astronomía. La rama de la Astronomía que estudia las ondas electromagnéticas emitidas por diversos cuerpos celestes, así como la teoría sobre su emisión.



Radio Estrella. Véase Fuente Discreta.
Radio Telescopio. Instrumento usado para examinar los objetos celestes por medio de las ondas de radio emitidas por estos objetos.
Radiación Infrarroja. Radiación invisible de longitud de onda ligeramente mayor que la de la luz roja.
Saros. El intervalo (aproximadamente de 18 años y un tercio) entre dos eclipses sucesivos de la misma serie.
Solsticio. El punto de máxima declinación de la eclíptica. Los solsticios están a media distancia entre los puntos equinocciales. El solsticio de verano ocurre cuando el Sol está lo más al norte del Ecuador; el solsticio de invierno, cuando el Sol está lo más al sur.
Supernova. Estrella que muy repentinamente aumenta de brillo (un millón de veces). Es semejante a una nova, pero su aumento es enormemente mayor.



Satélite. (La Luna, por ejemplo). Cuerpo que gira alrededor de uno de los planetas.
Satélite Artificial. Objeto hecho por el hombre y colocado en una órbita alrededor de la Tierra o de otro cuerpo celeste, como el Sol o la Luna.
Sistema de Copérnico. El sistema que supone que el Sol está en el centro, y que la Tierra y los otros planetas se mueven alrededor de él.
Tránsito. Movimiento de un cuerpo pequeño (Mercurio, por ejemplo) a través de la cara de un cuerpo grande (el Sol, por ejemplo).
Terminador. Límite entre la porción iluminada y la obscura de la Luna o un planeta.
Umbra. Sombra obscura proyectada por un planeta o un satélite.

Vía Láctea. Una franja luminosa a través del cielo. La luz se debe al hecho de que la vasta mayoría de las estrellas de Nuestra Galaxia (que tiene forma de disco) se localizan a lo largo de esta angosta faja de la esfera celeste.

Velocidad Radial de una Estrella. Velocidad (en millas por segundo, o en kilómetros por segundo) en la dirección de la visual de un observador terrestre.

Ventana de Radio. La atmósfera es transparente a las ondas de radio con longitudes de 0.25 cm a 30 metros. A la transparencia a estas ondas se le llama a menudo "ventana de radio".

Velocidad de Escape. La velocidad que un objeto debe adquirir para escapar de la atración gravitacional ejercida por otro cuerpo. La velocidad de escape en la superficie de la Tierra es de 7 millas (11.3 Km) por segundo. Todo cuerpo terrestre que alcance esta velocidad dejará permanentemente la tierra.

Zenit. El punto de la esfera celeste que queda directamente sobre la cabeza.

Zodíaco. Faja del cielo que contiene doce constelaciones. El Sol, la Luna y los planeta parecen viajar dentro de esta faja. La eclíptica la divide en dos partes.

INDICE ANALITICO